



Analyse spatio-temporelle du champ géomagnétique et des processus d'accélération solaires observés en émission radio

Fernando Perira

► To cite this version:

Fernando Perira. Analyse spatio-temporelle du champ géomagnétique et des processus d'accélération solaires observés en émission radio. Physique [physics]. Université d'Orléans, 2004. Français. NNT : . tel-00006128

HAL Id: tel-00006128

<https://theses.hal.science/tel-00006128>

Submitted on 19 May 2004

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.



THÈSE
PRÉSENTÉE À L'UNIVERSITÉ D'ORLÉANS

Pour l'obtention du grade de
Docteur de l'Université d'Orléans

Discipline : Physique des plasmas

par
Fernando PEREIRA

**Analyse spatio-temporelle du champ géomagnétique et des
processus d'accélération solaires observés en émission radio**

Soutenue publiquement le 26 mars 2004

Membres du jury

M. T. DUDOK DE WIT	Directeur de thèse, Professeur	LPCE/CNRS, Université d'Orléans
M. A. KERDRAON	Rapporteur, Astronome	LESIA, Observatoire de Meudon
M. M. MENVIELLE	Rapporteur, Professeur	CETP/CNRS, Université de Versailles
M. J.-L. PINÇON	Examineur, Chargé de recherche	LPCE/CNRS
M. O. VALLÉE	Président du jury, Professeur	LASEP/CNRS, Université d'Orléans



THÈSE
PRÉSENTÉE À L'UNIVERSITÉ D'ORLÉANS

Pour l'obtention du grade de
Docteur de l'Université d'Orléans

Discipline : Physique des plasmas

par
Fernando PEREIRA

**Analyse spatio-temporelle du champ géomagnétique et des
processus d'accélération solaires observés en émission radio**

Soutenue publiquement le 26 mars 2004

Membres du jury

M. T. DUDOK DE WIT	Directeur de thèse, Professeur	LPCE/CNRS, Université d'Orléans
M. A. KERDRAON	Rapporteur, Astronome	LESIA, Observatoire de Meudon
M. M. MENVIELLE	Rapporteur, Professeur	CETP/CNRS, Université de Versailles
M. J.-L. PINÇON	Examineur, Chargé de recherche	LPCE/CNRS
M. O. VALLÉE	Président du jury, Professeur	LASEP/CNRS, Université d'Orléans

Cette thèse a été réalisée avec le concours du Conseil Régional du Centre.

Remerciements

Je tiens à exprimer ma profonde gratitude et mes plus vifs remerciements à Thierry Dudok de Wit, directeur de thèse, pour sa disponibilité, sa patience et son encadrement.

Je tiens à remercier Volodya Krasnosselskikh, Jean-Louis Pinçon, Xavier Vallières, Gwenael Berthet et Bertrand Lefebvre pour avoir eu la gentillesse de relire ce manuscrit et y avoir apporté des corrections nécessaires.

Je tiens également à remercier Michel Menvielle et Alain Kerdraon pour avoir accepté de rapporter cette thèse.

Merci François Lefevre et Pierre-louis Blelly, directeurs du LPCE, qui m'ont accueilli au sein du laboratoire.

Table des matières

1	Introduction	1
1.1	Contexte: les relations Soleil–Terre	1
1.2	La problématique	1
1.3	Premier exemple: le champ magnétique terrestre	3
1.3.1	Description	3
1.3.2	Exemple de composantes géomagnétiques	4
1.4	Deuxième exemple: les émissions radio du Soleil	6
1.4.1	Description	6
1.4.2	Exemples d'images radio de la couronne solaire	7
1.5	Démarche et organisation de la thèse	8
2	Méthodes d'analyse statistique multivariée	9
2.1	Les méthodes de décomposition	9
2.1.1	La décomposition en modes propres	9
2.1.2	Première hypothèse: l'orthogonalité	10
2.1.3	Deuxième hypothèse: l'indépendance statistique	16
2.2	Les méthodes de classification	18
2.2.1	Définition	18
2.2.2	La classification visuelle	19
2.2.3	L'agrégation autour des centres mobiles	20
2.2.4	La classification hiérarchique	20
2.2.5	Le choix du nombre de classes	22
2.3	La complémentarité entre la décomposition et la classification	22
2.3.1	L'utilisation successive de la décomposition et de la classification	22
2.3.2	Les aspects pratiques	23
3	Étude des systèmes de courant de l'environnement terrestre	25
3.1	Introduction	25
3.1.1	Problématique	25
3.1.2	La séparation de sources	26
3.2	Les données géomagnétiques: origine et mise en forme	27
3.2.1	Les données utilisées	27
3.2.2	Les hypothèses de travail	28
3.2.3	Le pré-traitement des données	29
3.2.4	La structuration des données	30
3.3	L'analyse SVD dans le référentiel terrestre	31
3.3.1	La distribution des poids	32
3.3.2	Mode 1	33
3.3.3	Modes 2 et 3	35
3.3.4	Mode 4	38
3.3.5	Autres modes	40
3.3.6	La reconstruction des données <i>via</i> les modes spatio-temporels	42

3.3.7	L'influence des régimes de l'activité géomagnétique	42
3.3.8	Les structures spatio-temporelles suivant les saisons géophysiques	47
3.3.9	L'ICA	47
3.3.10	Remarques	48
3.4	L'analyse SVD dans le référentiel Soleil–Terre	48
3.4.1	Le pré-traitement des données	49
3.4.2	La distribution des poids	50
3.4.3	Mode 1	51
3.4.4	Mode 2	54
3.4.5	Mode 3	55
3.4.6	Mode 4	56
3.4.7	Modes d'ordre supérieur	57
3.4.8	Le choix de la résolution temporelle	58
3.4.9	L'influence des régimes de l'activité géomagnétique	59
3.4.10	Les structures spatio-temporelles suivant les saisons géophysiques	61
3.4.11	L'ICA	61
3.5	Conclusion	61
4	Détection de soubresauts géomagnétiques	63
4.1	Introduction	63
4.2	Problématique	64
4.3	Les données utilisées	64
4.4	L'analyse SVD	65
4.4.1	Une couverture européenne	65
4.4.2	Une couverture mondiale	70
4.5	La transformation en ondelettes	72
4.5.1	La détection des soubresauts par transformation en ondelettes	73
4.5.2	La comparaison des trois modes temporels $u_k(t)$	74
4.5.3	La comparaison avec les modes de la couverture mondiale	75
4.5.4	Le choix des composantes géomagnétiques	76
4.6	Conclusion	78
5	Analyse des observations radio	81
5.1	Particules accélérées et rayonnement électromagnétique	81
5.1.1	Les éruptions solaires	81
5.1.2	L'accélération de particules dans les éruptions solaires	82
5.1.3	Les différents types radio : les sursauts radio	84
5.1.4	L'intérêt de l'imagerie radio	86
5.1.5	Problématique	87
5.2	La méthodologie	87
5.2.1	Une réduction de données	87
5.2.2	Une classification	88
5.3	Les données à disposition	88
5.3.1	Le Radiohéliographe de Nançay (NRH)	88
5.3.2	Les résolutions temporelle et spatiale	89
5.3.3	Le type de bruit	89
5.3.4	La normalisation des données	89
5.3.5	L'espace de phase	91
5.3.6	L'organisation de la matrice pour l'analyse simultanée	94
5.3.7	Le choix des événements	98
5.4	L'analyse des résultats : l'événement du 02 mai 1998	98
5.4.1	La description de l'événement	98
5.4.2	Les données de l'événement du 02 mai 1998	103

5.4.3	La distribution des poids	103
5.4.4	La description des modes	103
5.4.5	La méthode de classification	106
5.4.6	La SVD sur la matrice $I_{(3)}^*$	111
5.4.7	L'ICA sur la matrice $I_{(3)}^*$	114
5.4.8	L'ICA sur la matrice $I_{(2)}^*$	117
5.4.9	Conclusions	118
5.5	Autres événements	118
5.5.1	L'analyse des résultats : l'événement radio du 14 juillet 2000	118
5.5.2	L'analyse des résultats : l'événement du 20 avril 1998	122
5.5.3	L'analyse des résultats : le Soleil calme	126
5.6	Conclusion	127
6	Conclusions et perspectives	131
6.1	Conclusions	131
6.1.1	L'identification des systèmes de courant de l'environnement terrestre	131
6.1.2	Détection des soubresauts géomagnétiques	132
6.1.3	L'identification des processus d'accélération solaires	133
6.2	Perspectives	133
6.2.1	En terme de géophysique	133
6.2.2	En terme de physique solaire	134
Annexe A	Les relations Soleil–Terre	135
A.1	Le Soleil et son atmosphère	135
A.1.1	Une présentation succincte de l'astre solaire	135
A.1.2	L'atmosphère solaire	137
A.1.3	L'activité solaire	139
A.1.4	Le vent solaire, le milieu interplanétaire et la composante B_z	142
A.2	Les facteurs d'influence sur l'environnement terrestre	143
A.3	La Terre et son champ magnétique	144
A.3.1	Une présentation succincte de la Terre	144
A.3.2	Le champ magnétique terrestre	147
A.3.3	Les variations transitoires du champ magnétique	149
A.3.4	La variabilité de l'activité géomagnétique	150
Annexe B	Compléments : méthodes de décomposition	153
B.1	Les relations entre sous-espaces	153
B.2	L'approximation de rang r d'une matrice	153
Annexe C	Compléments : la classification	155
C.1	La base théorique de l'algorithme des centres mobiles	155
C.2	L'algorithme de la classification hiérarchique	156
C.3	Le choix du nombre de classes	157
Annexe D	La transformation en ondelettes continue	159
D.1	Définition et propriétés de la transformation en ondelettes continue	159
D.2	La transformation en ondelettes et l'analyse des singularités	160
D.3	Exemple : la composante géomagnétique B_y de Chambon-la-Forêt	161
Annexe E	Le réseau InterMagnet	163
E.1	L'International Real-time Magnetic Observatory Network	163
E.2	Les observatoires Magnétiques	164
E.2.1	Présentation technique	164
E.2.2	Liste des observatoires	164

Annexe F. Le Radiohéliographe de Nançay	167
F.1 Le contexte national et international	167
F.2 Présentation technique	167
F.2.1 Le réseau d'antennes	167
F.2.2 Le récepteur	169
F.2.3 Le corrélateur	170
Bibliographie	171

1.1 Contexte : les relations Soleil–Terre

Malgré l'apparente immuabilité du Soleil, depuis les débuts de l'ère spatiale, nous nous sommes rendus compte que ses éjections de matière et ses émissions de rayonnement (à travers le vent solaire, les phénomènes éruptifs, etc. . .) perturbent l'environnement terrestre. En effet, la matière ainsi éjectée par le Soleil interagit avec le champ magnétique de la Terre, créant autour d'elle une magnétosphère. Ces perturbations d'origine externe, dont les plus intenses sont appelées *orages géomagnétiques*, peuvent fortement affecter le champ magnétique.

L'ensemble des phénomènes solaire et géomagnétique a pour conséquence de perturber le fonctionnement de nos sociétés technologiques. Ainsi, des pans entiers de notre environnement technique sont concernés, tels que les télécommunications, le transport de l'énergie, le transport du pétrole, les systèmes de positionnement, les avions, les satellites, etc. . . Ces incidents (Hanslmeier, 2002; Lilensten & Blelly, 1999) se multiplient et, il devient nécessaire de prévoir avec précision l'activité solaire et de quantifier la réponse de l'environnement terrestre (la météorologie de l'espace).

Actuellement, nous faisons face, non seulement, à un manque de compréhension physique approfondie sur les différentes étapes de la propagation d'un événement observé à la surface du Soleil jusqu'à ses conséquences sur l'atmosphère terrestre (les liens entre les causes et les conséquences) et le comportement propre de chaque système (plasma solaire, milieu interplanétaire et environnement terrestre), mais également, à un manque de connaissance sur les mécanismes précis de pénétration de l'énergie dans la magnétosphère et sa distribution, par la suite, à l'intérieur de la magnétosphère pour produire des orages géomagnétiques. Avant d'envisager toute prévision, il est important de comprendre la physique sous-jacente. L'amélioration de nos connaissances passe donc par une surveillance systématique du Soleil et de l'environnement terrestre, et ce, avec une bonne résolution spatiale.

1.2 La problématique

De plus en plus, l'étude des relations Soleil–Terre demande l'analyse simultanée de données multiples ; d'une part, nous avons recours à des constellations de satellites ou à des réseaux de capteurs, qui permettent ainsi d'étudier les phénomènes avec de la résolution spatiale. D'autre part, nous sommes souvent amenés à comparer des grandeurs physiques différentes pour mieux caractériser les processus sous-jacents. Dans les deux cas, il s'agit d'analyser

des ensembles de données multivariées. Or, si des outils d'analyse de données univariées (par exemple, les séries temporelles) sont aujourd'hui relativement bien développés, il reste d'énormes progrès à faire concernant l'analyse de données multivariées, telles que les images (Starck *et al.*, 1998). Lorsque ces données sont constituées de séries temporelles mesurées simultanément en différentes localisations, nous avons recours généralement (et à juste titre) à des projections pour réduire des données. Ce genre de réduction de données peut s'effectuer de deux manières :

- soit nous utilisons un modèle physique explicite pour projeter les données. La projection se fera alors sur des fonctions en harmoniques sphériques, des modes de Fourier, etc. . . Si ceux-ci constituent un modèle adéquat, leur interprétation sera relativement aisée ;
- soit nous utilisons les propriétés statistiques des données pour définir à partir de ces dernières les projections qui mettent le mieux en évidence un aspect donné. Il s'agira ensuite d'interpréter le modèle empirique ainsi obtenu.

La première approche consiste à procéder par induction ; cela signifie que nous commençons par imposer un modèle physique explicite (souvent issu d'une linéarisation des équations), c'est-à-dire par interpréter, pour ensuite seulement analyser. Le résultat obtenu est donc le reflet direct de ce modèle. Cette approche s'impose évidemment lorsque le modèle sous-jacent est connu. Elle présente aussi l'avantage de permettre la comparaison de jeux de données qui diffèrent, par exemple, par leur couverture spatiale.

La seconde approche possède un caractère plus déductif, étant donné que les projections sont déterminées à partir des propriétés statistiques des données. Cette approche est donc justifiée lorsqu'on ne dispose pas de modèle bien défini *a priori*. Son caractère adaptatif lui permet aussi de mieux révéler certains aspects, qui n'auraient pas ou peu été mis en évidence par la projection sur des fonctions imposées.

Si la seconde approche a l'avantage de fournir une projection compacte des données, rien en revanche ne garantit que les projections ainsi obtenues puissent être aisément interprétées en termes de processus physiques. De fait, la projection ne constitue alors souvent que la première étape d'une analyse qui nécessitera d'autres outils. En particulier, on pourra être amené à utiliser des techniques de classification pour mieux isoler la signature des processus physiques.

Pour illustrer cette dernière que l'on privilégiera, nous présenterons ici deux exemples, qui seront ensuite repris puis détaillés dans les chapitres suivants. Nous aborderons respectivement :

- le champ magnétique terrestre, mesuré simultanément en différentes localisations du globe. Les propriétés spatio-temporelles de ce champ sont habituellement étudiées à partir d'une projection sur une base d'harmoniques sphériques (cf. Équation 1.2). Cet exemple sera ensuite détaillé dans les Chapitres 3 et 4 ;
- l'émission radio du Soleil, mesurée simultanément à différentes fréquences et avec de la résolution spatiale. Il n'existe pas de modèle *a priori* pour ce genre de données, qui seront étudiées dans le Chapitre 5.

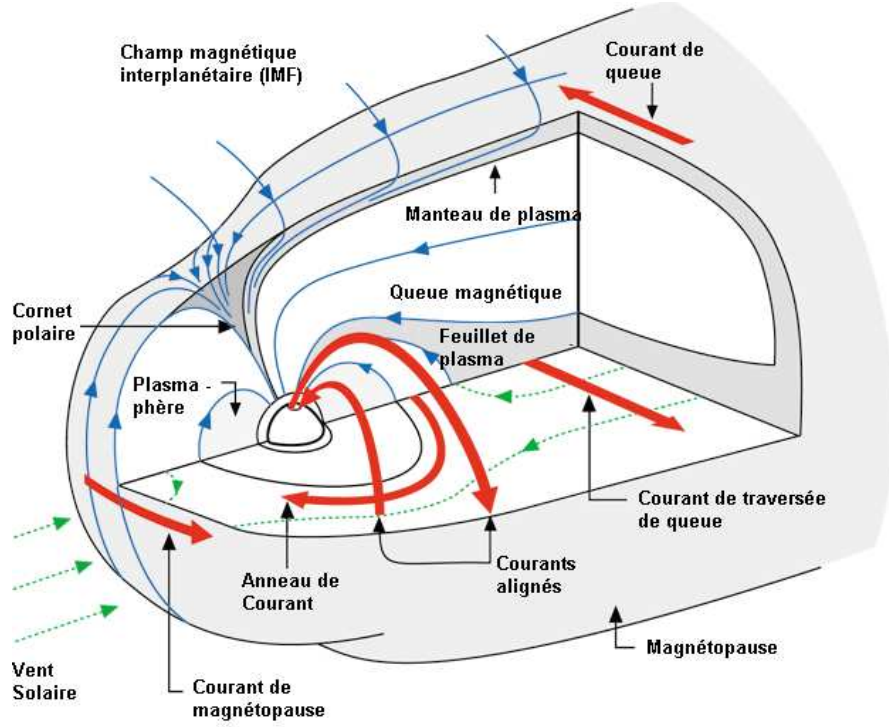


FIG. 1.1: **Système de courants de l'environnement terrestre** : principaux courants ionosphériques et magnétosphériques qui contribuent au champ magnétique externe de la Terre. (source : Kivelson & Russell (1995))

1.3 Premier exemple : le champ magnétique terrestre

1.3.1 Description

Le champ géomagnétique (Campbell, 1997; Merrill *et al.*, 1998) est une quantité complexe, riche en échelles spatiales et en constantes de temps variées. Il résulte de la superposition de différentes contributions, dont certaines trouvent leur origine à l'intérieur de la Terre, et d'autres à l'extérieur, dans l'ionosphère et la magnétosphère. Nous pouvons donc décomposer le champ total selon :

$$B(\mathbf{r}, t) = \sum_k B_k(\mathbf{r}, t) \quad (1.1)$$

où chaque terme de champ B_k est associé à une des contributions.

À la surface de la Terre, le **champ interne** de la Terre représente 99 % de l'énergie du champ observé. Il est engendré par des courants électriques circulant dans la partie fluide du noyau de la Terre, composé principalement de fer conducteur. La variation temporelle de ce champ, sur des périodes de quelques dizaines à quelques centaines d'années, est connue comme la variation séculaire. Si, en première approximation, l'évolution du champ principal apparaît régulière à l'échelle séculaire, il est possible de constater, à intervalles irréguliers, des changements de tendance relativement rapides de cette évolution (1–2 ans),

quasi-simultanés en de larges domaines de la surface de la Terre. Ce phénomène est appelé “soubresaut géomagnétique” et sera étudié plus en détail dans le Chapitre 4.

Le **champ externe** est engendré par des courants électriques circulant dans l’ionosphère et dans la magnétosphère (cf. Figure 1.1), au-delà d’une altitude de 100 km. Il est moins intense et plus variable (dans le temps et l’espace) que le champ interne. Ces courants sont induits par des structures de courant qui diffèrent par leur structure spatiale et qui évoluent sur des échelles de temps différentes (de la seconde à plusieurs mois), et varient en fonction de multiples facteurs tels que les marées thermiques de l’ionosphère, l’interaction entre le vent solaire et la magnétosphère, etc. . .

Traditionnellement, nous pouvons effectuer une analyse globale du champ magnétique en termes de fonctions en harmoniques sphériques. La décomposition mathématique (Chapman & Bartels, 1962) entre sources internes et externes de champ se fait grâce à la décomposition du potentiel $V(r, \theta, \phi, t)$ dont dérive le champ sur la base orthogonale des harmoniques sphériques ($Y_n^{m,c}(\theta, \phi)$, $Y_n^{m,s}(\theta, \phi)$) et qui s’exprime par la relation suivante :

$$\begin{aligned} V(r, \theta, \phi, t) = & a \sum_{n=1}^{+\infty} \sum_{m=0}^n \left(\frac{a}{r}\right)^{n+1} [g_n^m(t) Y_n^{m,c}(\theta, \phi) + h_n^m(t) Y_n^{m,s}(\theta, \phi)] \\ & + a \sum_{n=1}^{+\infty} \sum_{m=0}^n \left(\frac{r}{a}\right)^n [q_n^m(t) Y_n^{m,c}(\theta, \phi) + s_n^m(t) Y_n^{m,s}(\theta, \phi)] \end{aligned} \quad (1.2)$$

où les paramètres r , θ et ϕ sont les coordonnées sphériques, t est le temps, a le rayon de la Terre. Les coefficients g_n^m et h_n^m correspondent au champ d’origine interne qui dépendent du temps t ; q_n^m et s_n^m correspondent au champ d’origine externe. Par exemple, l’ordre $n = 1$ décrit le champ dipolaire de la Terre. Cette décomposition en harmoniques sphériques engendre ainsi une représentation mathématique du champ magnétique en tout point du globe.

1.3.2 Exemple de composantes géomagnétiques

Le champ géomagnétique est mesuré selon trois composantes mais nous nous limiterons dans cet exemple à la composante B_x (composante Nord–Sud du champ) de cinq observatoires magnétiques de latitude différente mais de même longitude géomagnétique ; les observatoires choisis sont Thule (THL) dans la région aurorale Nord, St John’s (STJ) à moyenne latitude, M’Bour (MBO) proche de l’équateur, Port-aux-Français (PAF) et Casey (CSY) dans la région aurorale Sud. Ces composantes sont illustrées sur la Figure 1.2 pour le mois de Mars 1998. Nous pouvons noter une variation journalière due à la variation des conditions de l’ionosphère, ainsi que deux perturbations plus intenses, provoquées par des orages géomagnétiques qui se sont produits les 10 et 21 Mars 1998. Ces orages sont provoqués par des perturbations interplanétaires.

Bien que les cinq observatoires révèlent des dynamiques différentes, nous noterons certaines similitudes. La modulation journalière affecte simultanément tous les observatoires, mais en des proportions différentes suivant la localisation. L’impact des orages géomagnétiques varie lui-aussi avec la localisation ; toutefois, sa signature sera différente, ce qui traduit une origine différente. Le champ est aussi sujet à la lente variation séculaire du champ, mais cette dernière est trop faible pour être observée sur les composantes de la Figure 1.2.

Il serait dès lors intéressant d’exploiter cette redondance d’information pour extraire des données un ensemble de structures communes, puis d’analyser ces dernières. Meilleure sera la couverture spatiale du globe, mieux on pourra espérer isoler ces différentes structures.

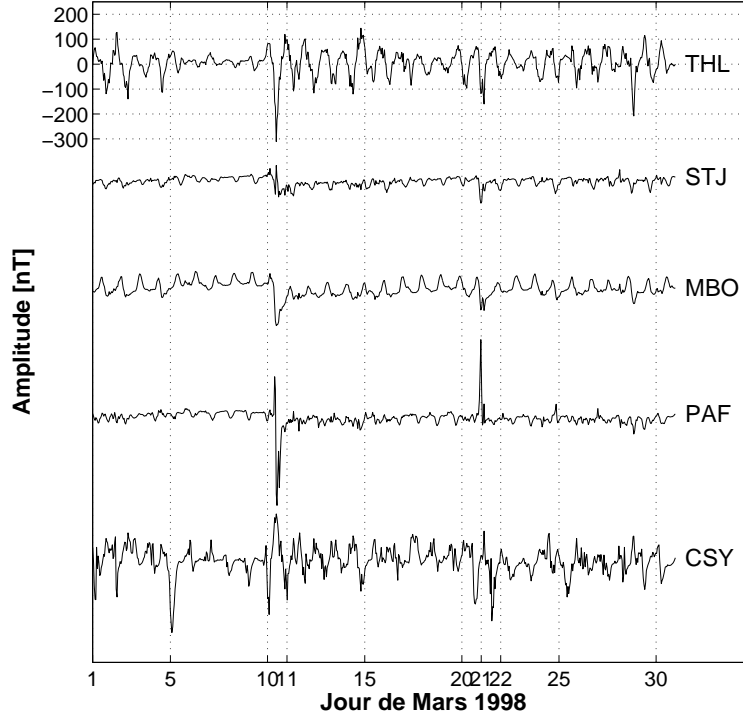


FIG. 1.2: **Exemple de fluctuations dans le champ magnétique terrestre.** Les 5 séries temporelles correspondent à la composante B_x mesurée en Mars 1998 en 5 localisations différentes (Thule (THL) dans la région aurorale Nord, St John's (STJ) à moyenne latitude, M'Bour (MBO) proche de l'équateur, Port-aux-Français (PAF) et Casey (CSY) dans la région aurorale Sud). Les signaux ont été traduits verticalement pour une meilleure visualisation.

La recherche d'une telle décomposition du champ est évidemment un problème mal posé, qui possède de multiples solutions. Nous nous intéresserons dans ce qui suit au modèle le plus simple, qui consiste à supposer que le champ résultant est la superposition linéaire et instantanée de différentes contributions de champ (en provenance de différentes distributions de courant) qui sont fixes dans l'espace mais peuvent être modulées dans le temps. Cela revient à décomposer le champ total $B(\mathbf{r}, t)$ selon :

$$B(\mathbf{r}, t) = \sum_k u_k(t) v_k(\mathbf{r}) \quad (1.3)$$

où $v_k(\mathbf{r})$ représente la structure spatiale de la $k^{\text{ième}}$ contribution et $u_k(t)$ son évolution temporelle.

Cette décomposition n'étant pas unique, nous verrons d'abord les contraintes (ou hypothèses) à imposer pour pouvoir identifier les fonctions $u_k(t)$ et $v_k(\mathbf{r})$, que nous appellerons ici "modes". Contrairement à l'Équation 1.2, les fonctions $u_k(t)$ et $v_k(\mathbf{r})$ de l'Équation 1.3 ne sont aucunement des fonctions prédéfinies et seront directement calculées à partir des données.

1.4 Deuxième exemple : les émissions radio du Soleil

1.4.1 Description

Le Soleil est le siège d'un champ magnétique (par effet dynamo). Nous pouvons en observer de nombreuses manifestations dans son atmosphère, telles que les taches solaires, les spicules, les éruptions ou les protubérances. Ces processus tendent en fait à redistribuer localement les champs magnétiques (par le biais d'éruptions ou de mouvements turbulents) et à les éjecter dans le milieu interplanétaire (dans le vent solaire et les éjections de masse coronale). Les nuages magnétisés éjectés s'y dilatent et se propagent pour éventuellement interagir avec des magnétosphères planétaires (formant ainsi des sous-orages magnétiques et des aurores polaires) et finalement avec le milieu interstellaire. Ces phénomènes sont généralement observés en différentes longueurs d'onde, soit par satellites, soit par observations terrestres.

L'intérêt de l'observation du Soleil à différentes longueurs d'onde (ou fréquences) porte sur le fait que l'on puisse accéder ainsi à des propriétés physiques différentes. Le recoupement de ces informations permet ensuite de mieux cerner les processus physiques sous-jacents.

Nous nous intéresserons ici à l'imagerie du Soleil dans le domaine des ondes radio. Il s'agit d'un outil puissant qui a déjà été exploité depuis plusieurs décennies en radioastronomie (Antia *et al.*, 2003; Gopalswamy, 2000b; Kundu, 1996). Ainsi, par exemple, aux longueurs d'onde centimétriques et décimétriques, le flux provient du rayonnement synchrotron d'électrons en mouvement spiral à grande vitesse autour des lignes de force du champ magnétique dans les boucles éruptives. Vers les longueurs d'ondes plus grandes, métriques et décamétriques, des faisceaux d'électrons excitent sur leur passage des ondes dans le plasma à la fréquence de plasma¹ locale (ou à ses harmoniques). Ces émissions radio fournissent ainsi une information sur la densité électronique locale, et donc sur l'altitude héliographique à laquelle ces processus se produisent. Les plus répandus sont celles dites de type III, qui glissent rapidement des hautes vers des basses fréquences, et de type II, qui sont générées à partir des ondes de choc qui se propagent en amont de la matière éjectée.

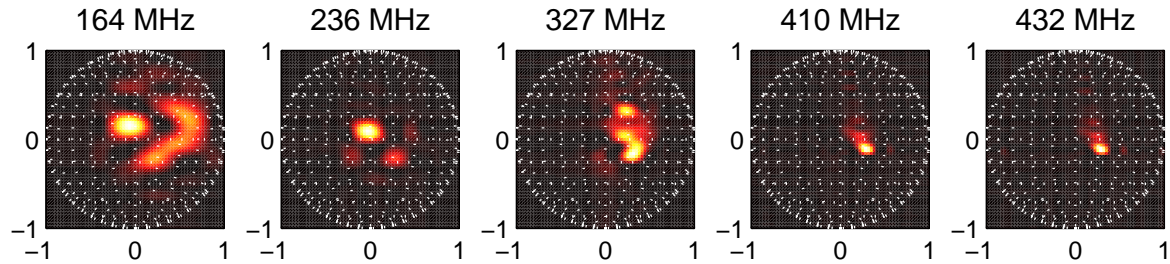


FIG. 1.3: **Intensité de l'émission radio du Soleil mesurée à un temps donné et à cinq fréquences.** Chaque image a été normalisée par rapport à l'intensité maximale. La couleur noire correspond à une intensité nulle et le blanc à l'intensité maximale.

¹La fréquence plasma électronique est la fréquence des oscillations naturelles des électrons d'un plasma suite à une perturbation quelconque.

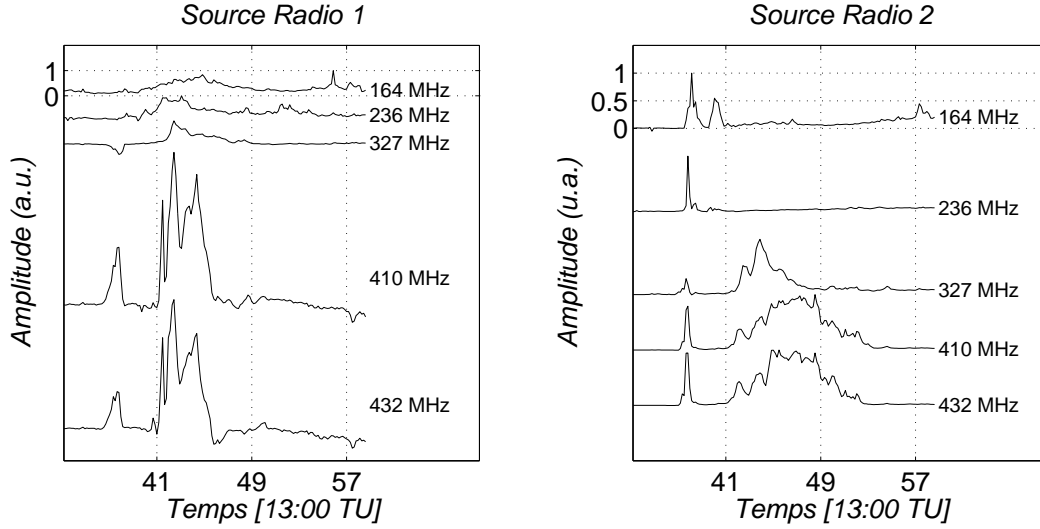


FIG. 1.4: Exemples d'évolution temporelle du flux radio mesuré en deux localisations du disque solaire à cinq fréquences différentes pour l'événement radio du 02 mai 1998 de 13:33 à 13:58 TU. La même échelle a été utilisée pour les cinq fréquences, mais les séries temporelles ont été translatées verticalement.

1.4.2 Exemples d'images radio de la couronne solaire

Considérons l'événement du 02 mai 1998, qui a donné lieu à une forte activité et à l'éjection d'une masse coronale.

Nous observons sur la Figure 1.3, pour un temps donné, l'intensité d'émission sur le disque solaire. Les zones d'émission varient d'une fréquence à une autre, de par leur intensité, leur taille, leur localisation et leur résolution spatiale².

La Figure 1.4 illustre l'évolution temporelle du flux radio en deux localisations différentes à cinq fréquences différentes, de 13:33 à 13:58 TU. Le signal radio mesuré dépend ici de trois variables : l'espace, le temps et la fréquence.

Ces deux figures illustrent bien la complexité des phénomènes observés, même si on notera des similitudes dans l'évolution temporelle ou encore dans la localisation des régions actives.

Nous remarquons, par exemple, une forte similitude dans l'évolution temporelle du flux radio, tel qu'il est observé à 410 et à 432 MHz, entre 13:41 et 13:47 TU. Même si les fréquences d'observation sont voisines, nous en déduisons qu'il s'agit là d'une émission à relativement large bande, dont une analyse plus détaillée montre qu'il s'agit en fait d'un orage de bruit.

Il n'existe pas de modèle *a priori* pour projeter ces observations. Nous pouvons cependant chercher à caractériser les observations en identifiant, par exemple, les périodes pendant lesquelles des régions du Soleil présentent, à fréquence égale, des similitudes dans leur évolution temporelle. De même, il est intéressant de déterminer, à un temps donné, les régions qui présentent le même spectre d'émission.

La décomposition du flux radio en modes s'avère plus complexe que celle du champ géomagnétique. La première raison provient de l'absence de modèle physique. La seconde raison est liée au nombre de variables ; ce nombre était de deux pour le champ géomagnétique,

²La résolution spatiale est essentiellement contrainte par les propriétés propres de l'instrument (le NRH).

et passe à trois ici (le temps, la fréquence et l'espace). Or la plupart des outils d'analyse statistique sont destinés à traiter des données bivariées, qui peuvent être mises sous forme de tableaux.

Se pose alors le problème d'une méthode adéquate pour l'analyse d'un tableau 3D, et donc du repli matriciel pour passer à un tableau 2D. Suivant le type de repli matriciel utilisé, nous mettrons en évidence des propriétés dynamiques différentes et testerons donc des hypothèses physiques sous-jacentes différentes (cf. Chapitre 5).

1.5 Démarche et organisation de la thèse

Le cadre de notre étude sera dès lors le suivant : nous nous intéresserons aux méthodes statistiques qui permettent de projeter des données multivariées sur un nombre restreint de modes statistiques (ou composantes), mettant ainsi mieux en évidence les caractéristiques principales de ces données. Ces modes seront déterminés à partir des propriétés statistiques des observations, et ne seront donc pas imposés au départ, comme c'est habituellement le cas. Nous montrerons ensuite comment ces modes nous permettent d'identifier des processus physiques.

Comme notre démarche nécessite un changement de représentation, un effort important sera fait dans le Chapitre 2 pour expliquer les différents types de représentation (ou méthodes de décomposition ou de projection) utilisés ainsi que les méthodes de classification. Par la suite, nous allons les appliquer à trois systèmes physiques. Dans le Chapitre 3, nous identifierons les différentes contributions au champ magnétique à partir d'un réseau d'observatoires magnétiques terrestres. Ensuite, nous étendrons, dans le Chapitre 4, l'analyse du champ magnétique à l'étude de phénomènes qui se déroulent sur de longues échelles de temps afin de détecter les soubresauts de la variation séculaire. Enfin, nous étudierons, dans le Chapitre 5, les images radio du Soleil dans l'objectif d'identifier les processus d'accélération qui se déroulent dans la couronne solaire.

Méthodes d'analyse statistique multivariée

La plupart des phénomènes abordés dans ce manuscrit font intervenir de grands volumes de données mesurées suivant plusieurs variables (le temps, l'espace, et éventuellement la fréquence). Il est donc normal de recourir à des méthodes d'analyse statistique multivariée pour réduire d'une part et caractériser les résultats obtenus d'autre part.

Nous aborderons dans ce chapitre deux types de techniques, utiles à la caractérisation de tels volumes de données :

- les méthodes de décomposition (ou de projection) ;
- les méthodes de classification.

Les méthodes de décomposition (ou de projection) que nous utiliserons ont pour objectif de décomposer, et ainsi de réduire, un jeu de données quelconque en une série de “modes” (ou composantes) qui en décrivent les propriétés principales. La différence entre les méthodes évoquées dans ce chapitre est liée aux hypothèses intrinsèques de chacune.

Le fruit de ces décompositions peut nous apporter de nouvelles informations sur la physique sous-jacente du système étudié. Il est cependant souvent utile de franchir une étape supplémentaire, en les complétant avec des méthodes de classification qui regroupent les données étudiées en classes qui, dans certains cas, aident à identifier les processus physiques.

2.1 Les méthodes de décomposition

Pour illustrer ces différentes méthodes, nous prendrons ici pour exemple un champ scalaire, supposé sans bruit, représentant une composante du champ magnétique terrestre mesurée en un nombre fini de localisations géographiques \mathbf{r} à la surface de la Terre pendant un temps t .

2.1.1 La décomposition en modes propres

Considérant le champ magnétique $B(\mathbf{r}, t)$, nous savons que chaque composante est le résultat d'une superposition linéaire de termes différents (cf. Équation 1.1) : $B(\mathbf{r}, t) = \sum_k B_k(\mathbf{r}, t)$, chaque contribution B_k est engendrée par une source du champ géomagnétique total (cf. Chapitres 1 et 3, Annexe A).

La séparation aveugle de sources (Comon, 1990; Starck *et al.*, 1998) se réfère au problème de la restitution de signaux sources B_k à partir des mesures du champ lorsque ces dernières reflètent des mélanges (ou superpositions) de signaux sources inconnus. Le qualificatif aveugle

est introduit dans le mesure où les statistiques des signaux sources ainsi que les modèles de leurs mélanges sont inconnus.

Il existe divers modèles mathématiques ou physiques de mélanges de sources, qui dépendent généralement des applications : modèle instantané, modèle convolutif ou modèle spectral (Lacoume *et al.*, 1997; Servière *et al.*, 1996). Dans le cadre de ce manuscrit, nous nous limiterons à un modèle de mélanges instantané, négligeant ainsi les effets de propagation des processus physiques en jeu.

Notre hypothèse fondamentale est de supposer que chaque contribution du champ B_k (ou chaque distribution de courant qui en est à l'origine) est fixe dans l'espace mais peut varier en amplitude dans le temps. Ceci s'écrit, en notation mathématique, de la manière suivante :

$$B(\mathbf{r}, t) = \sum_k u_k(t) v_k(\mathbf{r}) \quad (2.1)$$

Une telle décomposition est loin d'être unique, et il faut donc lui adjoindre une contrainte (ou hypothèse) supplémentaire pour obtenir une solution unique. À chaque hypothèse est associée une méthode spécifique.

2.1.2 Première hypothèse : l'orthogonalité

La SVD

Dans un premier temps, nous supposons que les modes spatiaux $v_k(\mathbf{r})$ et temporels $u_k(t)$ sont mutuellement orthogonaux, ce qui revient à écrire :

$$\langle u_k, u_l \rangle = \langle v_k, v_l \rangle = B_{kl} \delta_{kl} = \begin{cases} 0 & \text{si } k \neq l \\ B_{kk} = B_k & \text{si } k = l \end{cases} \quad (2.2)$$

où $\langle ., . \rangle$ désigne le produit scalaire et $B_k = A_k^2$. Cette condition d'orthogonalité exprime la décorrélation entre les modes spatiaux ou temporels indexés par k ou l , i.e. entre les différentes "contributions" du champ magnétique total. Le concept de décorrélation repose sur les moments statistiques d'ordre inférieur ou égale à 2, et convient donc tout particulièrement pour des signaux B_k gaussiens.

En réalité, rares sont les systèmes dynamiques qui se prêtent à une décomposition exacte en modes orthogonaux ; cette méthode n'est en aucun cas un modèle physique, mais une méthode statistique dont de nombreux travaux ont montré qu'elle permettait d'extraire des propriétés physiques intéressantes.

Par souci de simplicité, nous normalisons chaque mode k , tel que :

$$\langle u_k, u_l \rangle = \langle v_k, v_l \rangle = \begin{cases} 0 & \text{si } k \neq l \\ 1 & \text{si } k = l \end{cases} \quad (2.3)$$

ce qui nous conduit à introduire un poids A_k :

$$B(\mathbf{r}, t) = \sum_k A_k u_k(t) v_k(\mathbf{r}) \quad (2.4)$$

La somme porte ici sur un nombre fini de modes puisque le champ $B(\mathbf{r}, t)$ est évalué en un nombre fini de points dans l'espace-temps. Les poids A_k sont choisis réels et positifs, et la suite est ordonnée de manière décroissante : $A_1 \geq A_2 \geq \dots \geq 0$. Les vecteurs $v_k(\mathbf{r})$ représentent donc la structure spatiale du mode (ou de la composante) k dont la modulation temporelle est donnée par le vecteur $u_k(t)$.

Les Équations 2.4 et 2.3 définissent la **décomposition en valeurs singulières** ou **SVD** (pour Singular Value Decomposition) du champ magnétique \mathbf{B} . Cette décomposition est unique, excepté lorsqu'il y a une dégénérescence des poids (cf. plus bas). Notons que les modes temporels $u_k(t)$ et spatiaux $v_k(\mathbf{r})$ ne sont pas prédéfinis (ou imposés) comme peut le faire la décomposition en série de Fourier ($(\mathbf{B})_{ij} = \sum_k c_{ik} e^{i2\pi jk/m}$ où \mathbf{i} est un nombre complexe) ou la décomposition en harmoniques sphériques (cf. Équation 1.2), mais sont calculés directement à partir des propriétés statistiques des données.

Les algorithmes de calcul sont exposés dans Deprettere (1988), Golub & Van Loan (1989), Jackson (1991) et Jolliffe (2002). Suivant la littérature ou le domaine concerné, cette méthode s'appelle l'analyse en composantes principales (PCA pour Principal Component Analysis), la transformation de Karhunen-Loève (KLT pour Karhunen-Loève Transform), l'analyse en fonctions orthogonales empiriques (EOF pour empirical orthogonal functions analysis) ou encore la décomposition biorthogonale (BD pour biorthogonal decomposition). Leur relation est donnée dans Gerbrands (1981).

Cette méthode de décomposition fut, dans un premier temps, très utilisée en statistique multivariée (Good, 1969; Mardia *et al.*, 1979) et en traitement d'images (Huang & Harendra, 1975). Mais depuis peu, elle est utilisée à des fins physiques : en météorologie pour la détection de modèles de circulation globale (Emery & Thomson, 1997; Preisendorfer, 1988), en hydrodynamique pour caractériser les modèles d'écoulement (Aubry, 1998), en géomagnétisme pour la séparation des processus se produisant lors d'un orage ou d'un sous-orage géomagnétique (Sun *et al.*, 1998; Valdivia *et al.*, 1999; Vassiliadis *et al.*, 2002) ou pour la détection de micro-pulsations géomagnétiques (Yamada, 2002). En physique des plasmas, elle a été utilisée dans le but de caractériser des ondes progressives et des modulations spatio-temporelles dans les plasmas à faible β (Madon & Klinger, 1996; Niedner *et al.*, 1998).

La définition matricielle

Dans notre exemple, le champ scalaire $B(\mathbf{r}, t)$ est mesuré en N_r points de la surface de la Terre pendant N_t pas de temps. Il peut être donc échantillonné sous la forme $b(t_i, x_j)$ et, les données sont alors disposées dans une matrice \mathbf{B} de dimension (N_t, N_r) , dans laquelle une colonne correspond à une série temporelle en un point j du globe. La matrice (ou le modèle de mélange instantané) s'écrit donc sous la forme :

$$(\mathbf{B})_{ij} = b(t_i, x_j) = \sum_{k=1}^{\min(N_t, N_r)} s_{kk} u_k(t_i) v_k(x_j), \text{ avec } i = 1, \dots, N_t \text{ et } j = 1, \dots, N_r \quad (2.5)$$

Selon un théorème fondamental de l'algèbre linéaire, toute matrice \mathbf{B} , ainsi définie, de l'espace $\mathbb{R}^{N_t \times N_r}$ peut se décomposer comme :

$$\mathbf{B} = \mathbf{U} \mathbf{S} \mathbf{V}^T \quad (2.6)$$

où \mathbf{U} de l'espace $\mathbb{R}^{N_t \times N_t}$ et \mathbf{V} de l'espace $\mathbb{R}^{N_r \times N_r}$ sont des matrices orthogonales unitaires contenant respectivement les vecteurs propres gauches et droits de la matrice \mathbf{B} . L'opérateur noté T exprime la transposition. La matrice \mathbf{S} , de l'espace $\mathbb{R}^{N_t \times N_r}$, est pseudo-diagonale et possède sur sa diagonale les valeurs propres de la matrice \mathbf{B} , ordonnées de façon décroissante. Ceci peut se résumer comme suit :

$$\begin{cases} \mathbf{U}^T \mathbf{U} = \mathbf{I}_{N_t} \\ \mathbf{V}^T \mathbf{V} = \mathbf{I}_{N_r} \\ s_{11} \geq s_{22} \geq \dots \geq s_{kk}, \text{ et } s_{ij} = 0 \text{ si } i \neq j \end{cases} \quad (2.7)$$

où \mathbf{I}_{N_t} et \mathbf{I}_{N_r} représentent respectivement les matrices identité de dimension $N_t \times N_t$ et $N_r \times N_r$. Les matrices \mathbf{U} , \mathbf{S} et \mathbf{V} contiennent les modes et les poids définis plus haut :

$$\begin{cases} \mathbf{U} = [u_1(t), u_2(t), \dots, u_N(t)] \\ \mathbf{V} = [v_1(\mathbf{r}), v_2(\mathbf{r}), \dots, v_N(\mathbf{r})] \\ s_{kk} = A_k \end{cases} \quad (2.8)$$

où $N = \min(N_r, N_t)$. Les vecteurs u_k et v_k sont donc respectivement les vecteurs propres des matrices de covariance $\mathbf{B}^T \mathbf{B}$ et $\mathbf{B} \mathbf{B}^T$ (cf. Annexe **B**). Cette décomposition, nous le rappelons, est unique, et cela est assuré par la contrainte d'orthogonalité des matrices \mathbf{U} et \mathbf{V} (Bronson, 1994). L'unicité est assurée au signe près. On notera que le rang de la matrice \mathbf{B} est égal au nombre de valeurs propres A_k non-nulles.

En considérant notre exemple du champ géomagnétique, les matrices \mathbf{U} et \mathbf{V} contiennent respectivement les modulations temporelles et les structures spatiales des modes statistiques décrivant le champ, et la diagonale de la matrice \mathbf{S} contient leurs poids.

Interprétation des poids

La clef de l'interprétation de la SVD est l'examen de la distribution des poids (fournie par les valeurs A_k ou s_{kk}). Cette dernière renseigne en effet sur le degré de redondance des données, et fournit également des informations importantes, telles que les symétries spatio-temporelles, la colinéarité, etc...

Nous avons écrit que les poids A_k sont classés par ordre décroissant. Nous nous attendons alors à ce que les premiers modes contiennent les propriétés principales des données considérées. Plus exactement, ce sont les modes qui vont capter la majeure partie de l'énergie globale (ou variance) des données. Comme les modes u_k et v_k sont mutuellement orthogonaux, l'énergie globale, notée E , s'écrit sous la forme :

$$E = \sum_{i=1}^{N_t} \sum_{j=1}^{N_r} (\mathbf{B})_{ij}^2 = \sum_{i=1}^K A_k^2 \quad (2.9)$$

L'énergie relative contenue par chaque mode k , notée p_k , s'écrit :

$$p_k = \frac{A_k^2}{E} \quad (2.10)$$

où l'énergie du mode k est égale à A_k^2 .

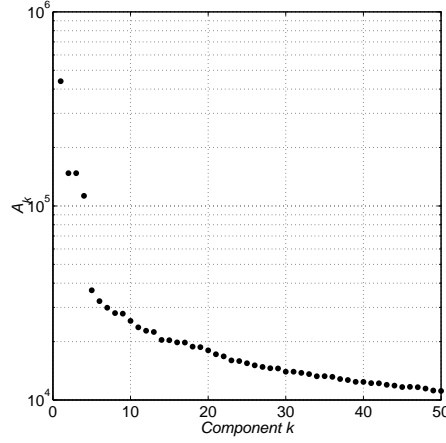


FIG. 2.1: **Distribution des poids.** Un exemple de distribution des poids montrant 50 poids et, parmi ceux-là, 4 poids dominants représentant ensemble plus de 99 % de l'énergie du signal.

Comme nous le voyons, l'un des avantages de la SVD est son pouvoir de réduction des données (cf. Annexe **B**). En effet, cette technique fournit une description plus compacte des données contenues dans la matrice \mathbf{B} (cf. Équation **B.6**), exprimée par les premiers modes spatio-temporels (ou modes statistiques). La SVD peut être considérée comme une méthode permettant de construire une partition de la variance d'une base de données, i.e. elle fournit la base orthogonale qui maximise l'énergie relative p_k au sens des moindres carrés. Ceci signifie que le mode 1 contient une énergie p_k maximale et qu'il contient la structure la mieux corrélée en temps et dans l'espace. De manière générale, les premiers modes de la décomposition (qui ont un poids A_k élevé) devraient préférentiellement capter les structures cohérentes et les derniers modes les structures aléatoires du champ, c'est-à-dire sans structure spatio-temporelle particulière.

Donner un sens physique aux modes spatiaux v_k ou modes temporels u_k n'est pas toujours aisé : cela s'explique par le fait que ces modes ne décrivent pas obligatoirement des processus physiques. En effet, un seul processus physique peut être réparti sur plusieurs modes statistiques, ou un seul mode statistique peut contenir à lui-seul plusieurs processus physiques. La physique est exprimée, en effet, par une combinaison linéaire des premiers modes.

Comme nous l'avons mentionné plus haut, la visualisation de la distribution des poids est essentielle pour avoir accès aux propriétés des données. La Figure **2.1** illustre un exemple typique de distribution des poids A_k . Elle montre une forte ordination des poids avec 4 poids dominants qui contiennent à eux-seuls 99 % de l'énergie du signal. La présence d'un coude dans la distribution des poids suggère que les principales caractéristiques sont concentrées dans les 4 premiers modes. Mais, nous pouvons déterminer approximativement le nombre de modes significatifs en tenant compte du "bruit".

Pour illustrer cela, considérons un jeu de données $\bar{\mathbf{B}}$ dont la distribution des poids est \bar{A}_k , et ajoutons-lui du bruit blanc \mathbf{b} (c'est-à-dire un ensemble de données sans aucune corrélation spatiale ni temporelle) :

$$\mathbf{B} = \bar{\mathbf{B}} + \mathbf{b} \quad (2.11)$$

où $\mathbf{b} = [b_1, \dots, b_{N_r}]$ désigne les N_r termes du bruit. L'influence du bruit sur les résultats issus

de la SVD est décrite dans Broomhead & King (1986) pour le cas du bruit blanc et dans Elsner & Tsonis (1996) dans le cas du bruit coloré.

Chaque terme b_j est distribuée selon une loi normale $N(0, \sigma^2)$ de moyenne nulle et de variance σ^2 , s'appliquant au temps et à l'espace. Il est alors raisonnable de supposer que le bruit et le signal sont décorrélés. Dans ce cas, la présence de bruit se manifeste sur les poids \bar{A}_k des données originales par l'apparition d'un biais :

$$A_k^2 = \bar{A}_k^2 + M\sigma^2 \quad (2.12)$$

où $M = \max(N_t, N_r)$. Lorsque nous observons l'intégralité de la distribution de poids, nous constatons que l'Équation **2.12** peut s'écrire $A_k \simeq \sigma\sqrt{M}$ à partir d'un nombre k ; au-delà, les poids \bar{A}_k tendent vers 0 ; cela signifie qu'il y a présence d'une redondance de l'information dans le jeu de données. Cette expression montre donc que les poids A_k d'ordre supérieur convergent vers une constante égale à $\sigma\sqrt{M}$. Les modes dont le poids excède cette valeur sont bien séparés du bruit et reflètent les propriétés caractéristiques du signal tandis que les modes associés à des poids A_k faibles sont dominés par le bruit.

D'après ce résultat, les modes les plus significatifs peuvent être donc identifiés comme ceux dont les poids émergent du "plateau" de niveau $\sigma\sqrt{M}$. Ce résultat reste à peu près valable pour du bruit coloré et peut souvent être utilisé dans la pratique. En réalité, il est difficile d'observer de manière nette un plateau, compte tenu fait que la matrice \mathbf{B} est de dimension finie, et donc de variance non-nulle et que les signaux sont filtrés par un filtre passe-bas.

Une autre propriété intéressante de la Figure **2.1** est la présence de deux poids équivalents et non-négligeables $A_2 = A_3$. Ceci souligne la présence d'une dégénérescence dans le spectre de la fonction de corrélation qui peut généralement être interprétée comme l'existence d'une symétrie spatio-temporelle (Aubry *et al.*, 1991; Aubry & Lima, 1995), i.e. une onde progressive¹.

Une approche géométrique de la SVD

Donnons pour finir une représentation géométrique de la SVD. Considérons un exemple simple de N points dans un espace de phase à 2D dans l'espace \mathbb{R} (sans rapport aucun avec le champ magnétique \mathbf{B} mentionné plus haut).

Sur la Figure **2.2**, nous pouvons observer que le nuage de points peut être décrit en réalisant leur ajustement par une droite passant par l'origine, sans la moindre distorsion du nuage. En effet, nous constatons que, si nous effectuons une rotation d'environ 45° des axes x et y , nous pouvons presque entièrement décrire les données avec l'axe x' au lieu de deux axes (les axes x et y). L'énergie relative A_k le long de l'axe x' sera plus élevée que celle portée par le second axe (l'axe y'). Une projection unidimensionnelle suffit donc à décrire ici les propriétés des données.

La SVD peut être interprétée comme une transformation géométrique (une rotation) d'un repère orthogonal dans une nouvelle base orthonormale. Cette rotation géométrique sera précédée, le cas échéant, d'une translation si nous centrons nos données, i.e. si nous procédons au retrait de la moyenne temporelle ou de la moyenne spatiale (suivant le type de données analysées).

¹Pour tout point M d'abscisse x et à tout instant t , nous avons la propriété suivante $y(x, t+t_0) = y(x-x_0, t)$ associée à une périodicité spatiale et à une périodicité temporelle.

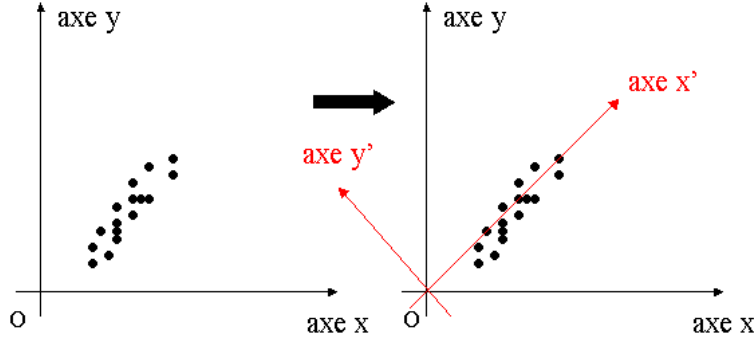


FIG. 2.2: **Approche géométrique de la SVD** : la SVD est équivalent à un changement de référentiel.

Dans un espace de dimension quelconque (supérieure ou égale à 3), la SVD revient à approximer le nuage de points par un hyperplan.

La décomposition en valeurs singulières généralisée ou GSVD

Supposons que nous souhaitons comparer deux régimes d'activités géomagnétiques. La matrice B est alors temporellement scindée en deux sous-matrices distinctes en utilisant une hypothèse extérieure (par exemple, un indice géomagnétique) ; chaque matrice correspond alors à un régime d'activité distinct, notées B_{reg1} et B_{reg2} .

La décomposition en valeurs singulières généralisée (GSVD pour Generalized Singular Value Decomposition) exploite la même idée que la SVD (Paige & Saunders, 1981; Paige, 1986), mais avec une différence fondamentale : elle donne une base commune ($v_1(\mathbf{r}), \dots, v_k(\mathbf{r}), \dots, v_N(\mathbf{r})$) aux matrices B_{reg1} ($[N_{t1}, N_r]$) et B_{reg2} ($[N_{t2}, N_r]$). Elle constitue ainsi un moyen d'identifier des structures spatio-temporelles associées à un régime d'activité particulier. Cette décomposition est complète et unique :

$$\begin{cases} B_{reg1}(\mathbf{r}, t) = \sum_k S_{kk} u_{k,1}(t) v_k(\mathbf{r}) \\ B_{reg2}(\mathbf{r}, t) = \sum_k C_{kk} u_{k,2}(t) v_k(\mathbf{r}) \end{cases} \quad (2.13)$$

mais n'est pas nécessairement orthogonale : en général $\langle v_k, v_l \rangle \neq 0$ pour $k \neq l$. Cependant, les modes temporels $u_{k,1}(t)$ et $u_{k,2}(t)$ sont orthonormaux et :

$$S_{kk}^2 + C_{kk}^2 = 1 \quad (2.14)$$

Ceci nous permet d'identifier des modes qui vont préférentiellement décrire la dynamique observée dans le régime 1 ($\frac{S_{kk}}{C_{kk}} \gg 1$) ou dans le régime 2 ($\frac{S_{kk}}{C_{kk}} \ll 1$). Nous pouvons donc considérer la GSVD comme étant une SVD différentielle. Cette méthode semble jusqu'ici avoir été uniquement utilisé en algèbre linéaire (Golub & Van Loan, 1989) et fait désormais l'objet d'études, par exemple, en physique des plasmas (Dudok de Wit *et al.*, 1998).

La décomposition en valeurs singulières d'ordre 3 ou 3DSVD

La SVD est utile lorsque nous traitons des signaux qui dépendent de deux variables uniquement. Mais que se passe-t-il lorsque les signaux dépendent de trois variables ?

Si nous considérons l'ensemble des composantes du champ géomagnétique, à savoir les composantes B_x , B_y et B_z , nous avons désormais trois variables : le temps, l'espace et le type de composantes choisi (B_x , B_y ou B_z). À l'instar de la SVD, nous souhaitons décomposer notre signal, sans imposer *a priori* une base, sous la forme suivante :

$$B(t, \mathbf{r}, c) = \sum_k A_k u_k(t) v_k(\mathbf{r}) c_k(c) \quad (2.15)$$

Les vecteurs u_k donnent l'évolution temporelle, les vecteurs v_k la structure spatiale, les vecteurs c_k la contribution selon le type de composantes (B_x , B_y ou B_z). Nous pouvons généraliser cette décomposition à N variables (De Lathauwer, 1997).

Cela étant, nous n'utiliserons pas cette méthode dans la suite de ce manuscrit car elle peut s'avérer trop contraignante de par le temps de calcul et la mémoire nécessaire au calcul, et les résultats ne sont pas toujours concluants (De Lathauwer, 1997; Le Bihan, 2001).

2.1.3 Deuxième hypothèse : l'indépendance statistique

Nous avons écrit précédemment que chaque composante magnétique est le résultat d'une superposition linéaire de différentes contributions du champ, cette hypothèse s'écrivant sous la forme : $B(\mathbf{r}, t) = \sum_k B_k(\mathbf{r}, t)$. Nous avons également supposé que chaque terme du champ magnétique B_k est fixe dans l'espace mais peut être modulé dans le temps, ce qui s'écrit sous la forme de l'Équation 2.1.

Au lieu de considérer l'orthogonalité des modes u_k et v_k (hypothèse fondamentale de la SVD), nous pouvons aussi imposer une contrainte plus forte, qui consiste à supposer l'indépendance statistique des signaux sources. Rappelons en effet que deux modes orthogonaux ne sont pas forcément indépendants alors que l'inverse est vrai (Hyvärinen *et al.*, 2001; Lacoume *et al.*, 1997).

L'ICA

La condition d'indépendance mutuelle des l modes u_k (ou v_k) de la matrice U (ou V) est la factorisation de leur densité de probabilité conjointe $f_u(U)$ (ou $f_v(V)$) en produits de leur densité de probabilité marginale $f_{u_k}(u_k)$ (ou $f_{v_k}(v_k)$), $k = 1, \dots, l$:

$$\begin{cases} f_u(U) = \prod_{k=1}^l f_{u_k}(u_k) \\ f_v(V) = \prod_{k=1}^l f_{v_k}(v_k) \end{cases} \quad (2.16)$$

Une telle condition définit l'ICA (pour Independent Component Analysis), utilisée en astronomie (Starck *et al.*, 1998) ou en traitement du signal (De Lathauwer *et al.*, 1995). Là-aussi, nous pouvons normaliser chaque mode k par un poids s_{kk} (ou A_k), et nous retombons sur l'Équation 2.4. Cela étant, les poids A_k n'ont pas la même signification dans le cas de l'ICA car l'Équation 2.9 n'est pas vérifiée.

Si les statistiques d'ordre 2 permettent de caractériser pleinement les distributions de données gaussiennes et exploitent la notion de décorrélation, elles s'avèrent insuffisantes à la caractérisation de toute autre distribution de données dont la description complète nécessite des statistiques d'ordre supérieur à 2 (Lacoume *et al.*, 1997), qui exploitent plus complètement l'indépendance des sources.

La définition matricielle

Nous pouvons écrire chaque échantillon $b(t_i, x_j)$ sous la forme de l'Équation **2.5**. Transposée sous forme matricielle, cette relation induit le modèle de mélange instantané suivant, noté :

$$\mathbf{B} = \mathbf{U}\mathbf{S}\mathbf{V}^T \quad (2.17)$$

où $\mathbf{B} = [B_1, \dots, B_{N_r}] \in \mathbb{R}^{N_r}$ et $\mathbf{U} = [u_1, \dots, u_l] \in \mathbb{R}^l$ désignent les variables vectorielles respectivement affectées à la représentation formelle des N_r signaux de mesures (observations) et des l signaux sources inconnus.

La matrice \mathbf{M} , où $\mathbf{M} = \mathbf{S}\mathbf{V}^T \in \mathbb{R}^{l \times N_r}$, décrit le modèle de mélange instantané des l sources. Elle est naturellement dénommée *matrice de mélange*.

Comment déterminer le nombre l (où $l \ll \min(N_t, N_r)$), l étant le nombre de signaux sources ? Généralement, l'une des manières de procéder est d'appliquer préalablement à toute ICA une SVD sur la matrice \mathbf{B} . Ainsi, la SVD permet de calculer une nouvelle base où les signaux sont décorrélés (cette propriété est appelée le *whitening* ou blanchiment des données) en maximisant le rapport signal-sur-bruit et de dénombrer, si le mélange est linéaire, le nombre de sources l par une étude simple de la distribution des poids A_k (cf. Section **2.1.2**).

La comparaison SVD/ICA

Au même titre que la SVD, l'ICA est une technique statistique d'analyse de données multidimensionnelles (Comon, 1990, 1994). Comme la SVD, cette technique est dédiée à la recherche de projections significatives d'une distribution spatiale de données.

En SVD sont recherchées les directions orthogonales de l'espace des données porteuses du maximum d'information au sens de la maximisation de l'énergie du signal. Les modes statistiques (ou composantes principales) désignent les composantes des données projetées le long de ces directions. Les propriétés statistiques des données exploitées par la SVD, formalisées par la matrice de covariance, se limitent au second ordre. La SVD réalise ainsi une identification de la structure de la dépendance corrélative d'une distribution de données (Hyvärinen *et al.*, 2001; Lacoume *et al.*, 1997).

L'introduction du concept de l'ICA (Hyvärinen *et al.*, 2001) vise précisément à dépasser cette limitation. En ICA, sont recherchées les directions génératrices d'un espace de données statistiquement indépendantes. Les composantes projectives des données le long des directions génératrices sont alors dénommées composantes indépendantes, en raison de leur propriété d'indépendance statistique. Comparativement à la SVD, l'ICA exploite les propriétés statistiques des données d'ordre supérieur à 2, en plus de celles d'ordre inférieur ou égal à 2.

L'ICA (cf. Annexe **B**) se présente donc comme une extension de la SVD.

La présence de bruit

Peu de résultats existent concernant l'influence du bruit sur la qualité de la séparation. La matrice \mathbf{B} , dans ce cas, s'écrit alors :

$$\mathbf{B} = \mathbf{U}\mathbf{S}\mathbf{V}^T + \mathbf{b} = \mathbf{s}\mathbf{M} + \mathbf{b}, \text{ avec } \mathbf{M} \in \mathbb{R}^{N_r \times N_r} \quad (2.18)$$

où $\mathbf{b} = [b_1, \dots, b_{N_r}]$ contient les N_r bruits additifs.

Dans le cas général, il est impossible de séparer le bruit des signaux sources sans autre information *a priori*. Tout au plus est-il possible d'en filtrer une partie par SVD en utilisant comme une étape à la réduction de données et à la décorrélation des signaux sources.

Aussi, le terme de bruit est généralement intégré aux sources dans le modèle de mélange instantané conduisant au modèle simplifié exprimé par l'Équation 2.17.

2.2 Les méthodes de classification

Les méthodes de décomposition (la SVD, l'ICA, etc. . .) sont particulièrement bien adaptées à l'exploration de grands tableaux numériques : leur avantage est de fournir un nouveau jeu de données plus compact. Mais elles ne suffisent pas toujours à fournir une vue satisfaisante de l'ensemble des données. Non seulement les visualisations ne véhiculent qu'une partie de l'information, mais elles sont parfois elles-mêmes trop complexes pour être interprétées facilement.

Dans ces circonstances, les techniques de classification peuvent compléter et nuancer les résultats de la décomposition. La complémentarité entre la décomposition et la classification concerne la compréhension de la structure des données et celle des aides pratiques dans la phase d'interprétation des résultats.

2.2.1 Définition

Les techniques de classification (ou *cluster analysis*) (Chatfield & Collins, 1980; Everitt *et al.*, 2001; Jajuga *et al.*, 2002; Lebart *et al.*, 2000) sont destinées à produire des groupements de lignes ou de colonnes d'un tableau : cette méthode consiste le plus souvent à regrouper des objets ou des individus (cf. Figure 2.3) décrits par un certain nombre de variables ou de caractères. Il existe deux types de classification : la classification supervisée (les réseaux de neurones en sont l'expression) dont nous connaissons *a priori* le résultat de la classification à l'avance, et la classification non-supervisée, utilisée notamment en génétique (Eisen *et al.*, 1998). Nous nous limitons ici à la classification non-supervisée, ce qui signifie que nous ignorons les structures des processus physiques que nous recherchons. Notre démarche reste donc toujours **déductive**.

Le principe est simple : l'utilisateur se trouve face à un ensemble de données représentant des valeurs numériques. L'expression mathématique de ces données est représentée sous forme d'un tableau, généralement rectangulaire. Ce tableau peut être un tableau de valeurs numériques continues (valeur de la variable j pour l'individu i , à l'intersection de la ligne i et de la colonne j du tableau), ou, dans certains cas, un tableau carré symétrique de similarités ou de distances.

Par exemple, si nous prenons le cas du champ magnétique, quels sont, parmi les N_r magnétomètres dont nous disposons, ceux qui ont un comportement dynamique ou une évolution temporelle "similaire" ?

Les techniques de classification font appel à une démarche algorithmique et non aux calculs formalisés usuels. Les notions mathématiques utilisées sont dans la plupart des cas relativement élémentaires.

Il existe plusieurs familles d'algorithmes de classification (Escofier & Pagès, 1998; Lebart *et al.*, 2000; Saporta, 1990) : les algorithmes conduisant directement à des *partitions* comme les méthodes d'agrégation autour de centres mobiles, et les *algorithmes ascendants* (ou encore

agglomératifs) qui procèdent à la construction des classes par agglomération successive des objets deux à deux :

- les groupements peuvent se faire par recherche directe d’une partition, en affectant les éléments à des centres provisoires de classes, puis en recentrant ces classes, et en affectant de façon itérative ces éléments. Il s’agit des techniques d’*agrégation autour de centres mobiles*, apparentées à la méthode des *nuées dynamiques*, ou méthode *k-means*, qui sont particulièrement intéressantes dans le cas de grands tableaux ;
- les groupements peuvent se faire par agglomération progressive des éléments deux à deux. C’est le cas de la classification ascendante hiérarchique qui est présentée ici suivant plusieurs critères d’agrégation : par exemple, la technique du *saut minimal* (single-linkage) équivalente à la recherche de l’arbre minimal.

2.2.2 La classification visuelle

Dans le cas d’observations à deux variables, la meilleure méthode est la visualisation directe (Chatfield & Collins, 1980), et est souvent conseillée dans une phase exploratoire. Mais, la recherche de nuages de points (ou *clusters*) peut s’avérer subjective.

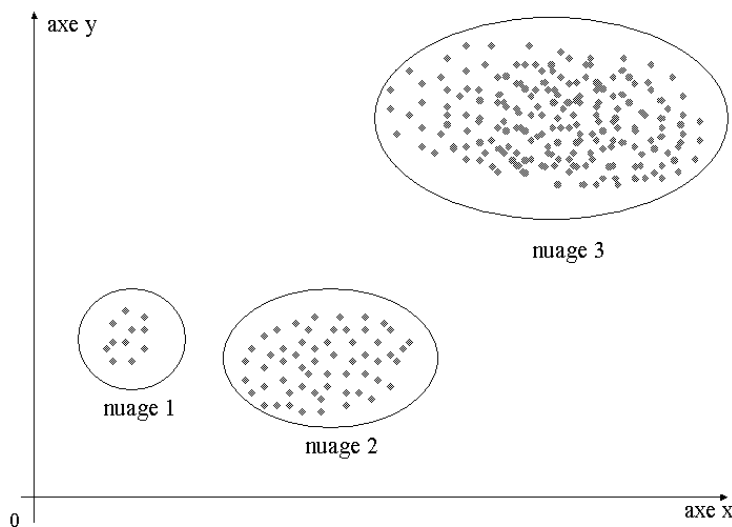


FIG. 2.3: **Classification visuelle des nuages de points.** Supposons que chaque point varie en fonction de deux variables (la variable u_1 sur l’axe x et la variable u_2 sur l’axe y). Cette figure permet de visualiser l’emplacement de chaque point en fonction de u_1 et de u_2 . Trois groupes de points se distinguent. La classification a pour but de distinguer la dynamique de ces points en les regroupant par agrégation. À nous par la suite d’attribuer, si cela est possible, à chaque nuage de points un processus physique particulier.

Parfois, les nuages de points sont clairement identifiables (cf. Figure 2.3) par une simple approche visuelle tandis qu’une approche algorithmique donnerait des résultats contrastés. En général, les procédures de classification sont adaptées, et performantes, dans le cas de nuages de points de forme sphérique et un peu moins pour les nuages d’autres formes.

Si nous disposons d’un volume important de données, nous utilisons préalablement une méthode de décomposition. Ainsi, s’il s’avère que les deux premiers modes (ou composantes)

captent une importante partie de l'énergie du signal, nous pouvons les utiliser afin de visualiser les nuages de points. Si nous avons besoin de davantage de modes, il est nécessaire d'utiliser une approche algorithmique.

2.2.3 L'agrégation autour des centres mobiles

Bien qu'elle ne fasse appel qu'à un formalisme limité et que son efficacité soit, dans une large mesure, attestée par les seuls résultats expérimentaux, la méthode de *classification autour de centres mobiles* est probablement la technique de partitionnement la mieux adaptée actuellement aux vastes recueils de données ainsi que la plus utilisée pour ce type d'application. Produisant des partitions des ensembles étudiés, elle est utilisée aussi bien comme technique de description et d'analyse que comme technique de réduction, généralement en association avec des analyses factorielles (la SVD, l'ICA, ...) et d'autres méthodes de classification.

L'algorithme, décrit succinctement dans l'Annexe D, peut être attribué principalement à Forgy (1965) ; cette méthode peut être considérée comme un cas particulier des techniques connues sous le nom de *nuées dynamiques*, ou méthode *k-means*, étudiées dans un cadre formel par Diday (1971).

2.2.4 La classification hiérarchique

Les principes généraux communs aux diverses techniques de classification ascendante hiérarchique sont également extrêmement simples. Il est difficile de leur trouver une paternité car ces principes relèvent plus du bon sens que d'une théorie formalisée.

Nous traiterons ici le cas de variables homogènes. Dans le cas de variables non-homogènes, une normalisation préalable des données est nécessaire. Elle consiste à centrer et à réduire chaque variable x_i ; centrer signifie soustraire la moyenne de la variable ($x_i - \bar{x}_i$) et réduire, diviser le résultat obtenu par l'écart-type σ_{x_i} de la variable x_i , soit au final : $\frac{x_i - \bar{x}_i}{\sigma_{x_i}}$. Ce principe a pour objectif d'homogénéiser les données.

Principe

Le principe de l'algorithme consiste à créer, à chaque étape, une partition obtenue en agrégeant deux à deux les éléments les plus proches. Nous désignerons alors par *élément* à la fois les individus ou objets à classer eux-mêmes et les regroupements d'individus générés par l'algorithme. Il y a différentes manières de considérer le nouveau couple d'éléments agrégés, d'où un nombre important de variantes de cette technique.

L'algorithme ne fournit pas une partition en q classes d'un ensemble de n objets mais une *hiérarchie de partitions*, se présentant sous la forme d'*arbres* appelés également *dendrogrammes* (cf. Figure 2.4) et contenant $(n - 1)$ partitions. L'intérêt de ces arbres est qu'ils peuvent donner une idée du nombre de classes existant effectivement dans les données. Chaque coupure d'un arbre fournit une partition, ayant d'autant moins de classes et des classes d'autant moins homogènes que nous coupons plus haut (i.e. à distance élevée).

Par exemple, sur la Figure 2.4, nous avons 14 individus à classer. Nous avons tracé sur l'axe horizontal la distance existant entre chaque regroupement de points. Combien de classes peut-on observer ? Si nous coupons les branches à la distance $d = 0.3495$, nous avons 2 classes uniquement ; à $d = 0.2533$, nous avons 3 classes, et ainsi de suite. En général, nous prenons le nombre de classes correspondant au saut de distance le plus important, soit 2 classes dans

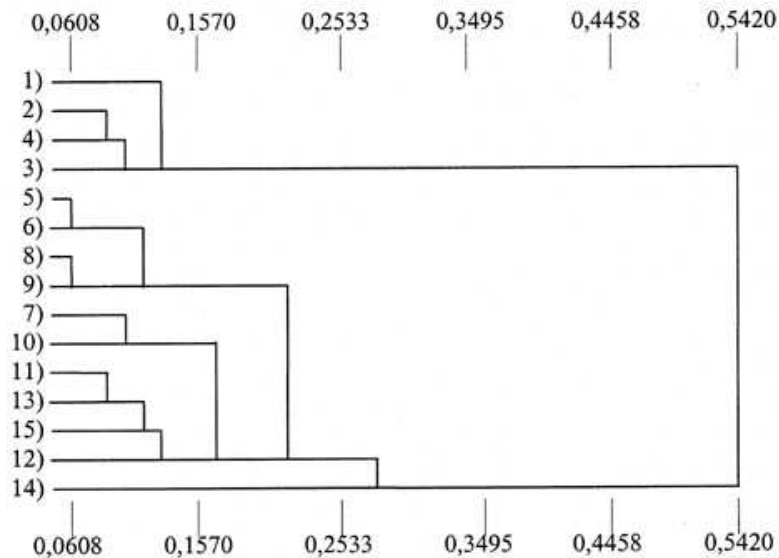


FIG. 2.4: **Dendrogramme.** Nous avons 14 individus à classer. Les distances mesurées selon l'axe horizontal correspondent à la distance entre les éléments d'individus.

notre exemple, et nous pouvons alors considérer qu'elles décrivent une partition de bonne qualité. Mais souvent, cela ne suffit pas à la description de nos données. Le dendrogramme a un rôle indicatif quant au nombre de classes nécessaire.

Les distances entre éléments et entre groupes

Le choix de la distance est un élément primordial. Deux distances appliquées sur le même ensemble de données ne donnent pas les mêmes résultats. Par exemple, la distance euclidienne met davantage en évidence les nuages de points qui ont une forme sphérique ; la distance cosinus met en valeur les nuages de points allongés, qui sont disposés le long d'une droite.

Avant toute classification, il est important d'identifier la distance utile à la recherche de nuages de points décrits par les données, d'où la nécessité d'une visualisation préalable.

Nous supposons au départ que l'ensemble des individus à classer est muni d'une *métrique*. Ceci ne suppose pas que les distances soient toutes calculées au départ : il faut pouvoir les calculer ou les recalculer à partir des coordonnées des points-individus (les N_r magnétomètres de notre exemple), celles-ci devant être accessibles rapidement. Nous construisons alors une première matrice de distances entre tous les individus.

Une fois constitué un groupe d'individus, il convient de se demander ensuite sur quelle base nous pouvons calculer une distance entre un individu et un groupe et par la suite une distance entre deux groupes. Ceci revient à définir une stratégie de regroupements des éléments, c'est-à-dire se fixer des *règles de calcul des distances entre groupements* disjoints d'individus, appelées *critères d'agrégation*. Cette distance entre groupements pourra en général se calculer directement à partir des distances des différents éléments impliqués dans le regroupement.

2.2.5 Le choix du nombre de classes

Dans la plupart des applications des méthodes d'optimisation en classification, l'utilisateur a besoin d'estimer le nombre de classes contenus dans les données. Une variété de méthodes a été suggérée et pourrait être utile dans certaines situations particulières. Mais, elles sont souvent informelles ou *ad hoc* et consistent souvent à tracer une figure représentant la variation d'un critère en fonction du nombre de classes déterminé. L'Annexe D en donne un exemple.

2.3 La complémentarité entre la décomposition et la classification

2.3.1 L'utilisation successive de la décomposition et de la classification

Nécessité et insuffisance des méthodes de décomposition

Les représentations graphiques issues de la méthode de décomposition présentent un certain nombre d'inconvénients :

- 1 - *Difficultés d'interprétation*
Il est toujours difficile d'interpréter les modes spatiaux ou temporels au-delà du plan principal (défini par les modes 1 et 2), bien que l'interprétation du plan principal (1,2) ne soit pas, dans bien des cas, aisée à interpréter non plus. Le plan (3,4), engendré par les modes 3 et 4, décrit des proximités qui sont des termes correctifs par rapport aux proximités principales observées sur les deux premiers modes. L'interprétation de ces proximités est assez délicate.
- 2 - *Compression excessive et déformations*
Les visualisations sont limitées dans un espace de phase à 2D voire 3D, alors que le nombre de modes "significatifs" peut être bien supérieur. Cette compression excessive de l'espace peut entraîner des distorsions fâcheuses et des superpositions de points occupant des positions distinctes dans l'espace.
- 3 - *Manque de robustesse*
Les visualisations peuvent manquer de robustesse. Un point (un pas de temps dans notre cas) aberrant peut notablement influencer le premier mode et par là toutes les dimensions suivantes, puisque ces dimensions sont reliées au premier mode à travers la contrainte d'orthogonalité des modes.

Pour remédier à ces lacunes, montrons, point par point, quels peuvent être les apports d'une classification menée suite à une décomposition.

- 1 - *Difficultés d'interprétation et compression des données* (points 1 et 2)
Nous complétons la décomposition par une classification réalisée sur l'espace tout entier ou sur un sous-espace défini par les premiers modes les plus significatifs. Les classes prennent en compte la dimension réelle du nuage des points. Elles corrigent donc certaines déformations dues à l'opération de projection.
- 2 - *Robustesse imparfaite* (point 3)
La plupart des algorithmes de classification, et particulièrement les algorithmes d'agglomération, sont localement robustes au sens où les parties basses des dendrogrammes produits (noeuds correspondants aux plus petites distances) sont indépendantes des éventuels points marginaux isolés.

– 3 - *Allègement et description automatique des sorties graphiques*

Lorsqu'il y a trop de points-individus, il paraît utile de procéder à des regroupements d'individus en familles homogènes. Les classes peuvent être utilisées pour aider l'interprétation des plans factoriels en identifiant des zones bien décrites. Il est en effet plus facile de décrire des classes qu'un espace continu, même à 2D.

Les méthodes de classification souffrent également d'inconvénients : la subjectivité quant aux choix du nombre de classes, du type de méthode, de la métrique, ... et ne réussissent pas toujours à montrer l'importance de certaines tendances. Pour observer l'organisation spatiale des classes, le positionnement des classes sur les modes factoriels s'avère indispensable.

Mise en oeuvre pratique dans le cas de la classification mixte

Pour décrire un ensemble de données de grande taille, principale circonstance dans laquelle l'usage complémentaire des techniques factorielles et de classification est utile, la mise en oeuvre conjointe de ces techniques s'opère de la façon suivante.

– étape 1 : *La décomposition*

La décomposition est utilisée comme une étape préalable à la classification pour deux raisons : pour son pouvoir de description, et pour son pouvoir de filtrage, qui permettra éventuellement de travailler sur des composantes moins nombreuses que les variables de départ (réduction de la dimensionnalité des données).

– étape 2 : *La classification à partir des modes*

Il est équivalent d'effectuer une classification des individus sur un ensemble de p variables ou sur l'ensemble des p modes. Mais nous pouvons aussi ne prendre en compte qu'un sous-espace vectoriel de dimension q ($q < p$) et réaliser une classification sur les q premiers modes. Cela présente l'avantage d'éliminer des fluctuations aléatoires contenues dans les $(p - q)$ derniers modes et de "lisser" les données. La difficulté réside dans les choix du nombre de modes à retenir et de la distance à utiliser.

L'utilisation successive de la décomposition et de la classification permet de se prononcer non seulement sur la réalité des classes, mais également sur leur position relative, leur forme, leur densité et leur dispersion. Les deux techniques se valident mutuellement.

2.3.2 Les aspects pratiques

Dans le cas pratique, nous sommes confrontés à une série d'obstacles :

- la normalisation et l'organisation des données ;
- le nombre de modes statistiques à prendre en compte (cf. Section 2.1.2) ;
- la métrique (cf. Section 2.2.4) ;
- le nombre de classes (cf. Section 2.2.5).

Chacun de ces points est important. Les résultats issus des méthodes de classification dépendent donc de nombreuses facteurs.

La normalisation des données

La première question à se poser est le type de normalisation (ou plutôt de pondération) de données que nous utiliserons. En effet, les méthodes de décomposition sont sensibles aux renormalisations des données.

Nous verrons ultérieurement que, pour analyser simultanément plusieurs jeux de données différents, il est nécessaire de normaliser préalablement chaque jeu de données avant toute analyse. En règle générale, les données sont alors centrées (la moyenne temporelle ou spatiale est soustraite) et réduites (normalisation par rapport à l'écart-type). Il peut arriver dans certains cas qu'il soit nécessaire d'utiliser un autre type de normalisation pour affiner l'analyse.

De plus, s'ajoute la nécessité de connaître le type de bruit contenu dans les données. Les hypothèses de la SVD, par exemple, font que la méthode est adaptée pour le cas gaussien. Dans le cas contraire, il sera nécessaire de les transformer avant toute décomposition.

Mais, en plus du problème du bruit et de la pondération de chaque jeu de données, nous devons aborder le problème de la dynamique contenue dans les données. Comment faire ressortir, au mieux, les propriétés des données ?

En raison de la nature du bruit (gaussien) des données, nous utilisons les données brutes ou leur racine carrée. Mais dans certains cas, il est nécessaire d'utiliser d'autres normalisations, suivant la physique que l'on veut mettre en évidence ou si l'on souhaite affiner l'analyse.

L'organisation de la matrice pour l'analyse simultanée

L'organisation des données doit être effectuée lorsque nous avons plus de deux variables dans notre jeu de données. Dans le cas de données à trois variables, nous réduisons un tableau en 3D à un tableau en 2D. Il est possible de réécrire le contenu d'un tableau de dimension 3 sous forme matricielle de 3 façons différentes, si l'on procède au découpage du tableau par tranches. Cette opération, appelée "dépliage du tableau", donne autant de matrices que le tableau a de dimensions. Chaque dépliage de matrice met en valeur des propriétés spécifiques et suppose donc des hypothèses physiques différentes sur les processus décrits par les données. Ce problème de dépliage de tableau sera considéré en détail dans le Chapitre 5 dans le contexte des mesures radio qui dépendent du temps, de la position et de la fréquence.

Étude des systèmes de courant de l'environnement terrestre

3.1 Introduction

3.1.1 Problématique

Nous avons mentionné en prélude dans le Chapitre 1 que le champ magnétique de la Terre est une quantité physique dont la dynamique spatio-temporelle est complexe (cf. Annexe A). Il peut se décomposer en une superposition linéaire (ou une somme) de champs d'origine interne et de champs d'origine externe, chacun de ces champs étant la signature d'une source de courants géophysiques. Cela se traduit mathématiquement par l'expression suivante :

$$B(\mathbf{r},t) = \sum_k B_k(\mathbf{r},t) \quad (3.1)$$

où chaque terme B_k est associé à champ qui peut être, soit d'origine interne, soit d'origine externe.

À la surface terrestre, les sources les plus importantes sont le champ magnétique d'origine interne produit par la dynamo du coeur terrestre (champ principal) ainsi que le champ crustal : les sources crustales se trouvent immédiatement sous la surface alors que les sources du noyau se trouvent à plus de 2 900 km de profondeur. Le champ crustal est négligeable devant le champ principal. À haute altitude, les systèmes de courant magnétosphériques et ionosphériques contribuent également au champ géomagnétique, mais leur intensité est moins marquée. Ces champs varient dans le temps en réponse aux marées thermiques de l'ionosphère, aux interactions entre le vent solaire et la magnétosphère, ...

Les variations temporelles du champ géomagnétique ont un large éventail d'échelles de temps (Courtillot & Le Mouél, 1988) que l'on pourrait séparer en périodes longues (pour les sources internes) et en périodes courtes (pour les sources externes). Une limite approximative entre les deux types de périodes a été établie à environ 4 années par Currie (1968).

Les variations des paramètres du vent solaire influent notablement sur les systèmes de courant externes. Les principaux courants géophysiques (cf. Figure 1.1) sont les suivants :

- le **courant de magnétopause ou de Chapman-Ferraro**, qui est le résultat de l'interaction entre le vent solaire et le champ géomagnétique et qui définit une surface de courant, générée par la déviation des particules chargées du vent solaire par le champ

- géomagnétique (à gauche pour les électrons et à droite pour les ions, pour une particule du vent solaire se dirigeant vers la Terre) ;
- le **courant de traversée de queue** qui est le résultat d'une dérive se produisant sur les particules présentes dans le feuillet de plasma ;
 - le **courant en anneau** qui est un courant électrique centré sur l'équateur qui s'écoule de manière toroïdale autour de la Terre à des distances comprises entre 10 000 et 60 000 km. Ils sont le témoin des particules de la ceinture externe de radiations arrivées du vent solaire et qui se rapprochent de la Terre dans le feuillet de plasma ;
 - les **courants alignés ou de Birkeland** qui sont le résultat de l'influence des champs magnétique et électrique dans la magnétosphère et qui provoquent une séparation des charges. Ces courants se referment ensuite dans la magnétosphère et en particulier dans l'ionosphère, le long des lignes de champ qui, d'un point de vue électrique, sont des conducteurs parfaits. La fermeture dans l'ionosphère se fait vers 110 km d'altitude environ ;
 - les **courants ionosphériques auroraux ou électrojets auroraux** qui bouclent par le bas le système des courants de Birkeland. Ils constituent un couplage direct entre la magnétogaine aurorale et l'ionosphère. Ils sont un témoin très sensible de l'activité électrique dans la magnétosphère, et par conséquent de l'activité solaire.

Parmi l'ensemble de ces courants géophysiques, tous n'auront pas le même effet sur Terre, en raison, principalement, de l'éloignement de la source. Les effets des électrojets auroraux, des courants de Birkeland et du courant en anneau seront importants, tandis que la signature du courant de magnétopause sera nettement moins intense, et celle du courant de traversée de queue sera très faible.

Le but de ce chapitre est de séparer et d'identifier les différentes distributions de courant contribuant au champ géomagnétique, sachant que chaque terme source possède sa propre évolution temporelle et sa propre empreinte sur le champ magnétique mesurée à la surface du globe. La séparation de ces distributions à partir d'un nombre limité d'observations constitue un *problème inverse* (Vogelius & Beretta, 1991) et constitue donc un problème délicat.

Notre approche sera basée sur les propriétés statistiques des données, à savoir sur l'observation que chaque source de courant varie non seulement en temps, mais génère également un champ magnétique à la structure spatiale bien distincte.

Nous utiliserons ici principalement deux techniques de décomposition de données : la SVD (basée sur l'orthogonalité, cf. Chapitre 2) et l'ICA (basée sur l'indépendance statistique, cf. Chapitre 2).

3.1.2 La séparation de sources

Contrairement aux méthodes traditionnelles, qui consistent à modéliser chaque contribution du champ magnétique (Daglis *et al.*, 1999; Stern, 1994), à décomposer le champ géomagnétique à l'aide de la décomposition en harmoniques sphériques (Chapman & Bartels, 1962; Pulkkinen *et al.*, 2003), ou à filtrer les signaux (Gavoret *et al.*, 1986), et qui donc imposent un modèle physique *a priori*, nous utilisons des méthodes de décomposition qui se distinguent par leur **caractère déductif**, puisque les modes sont déduits à partir des propriétés statistiques des fluctuations géomagnétiques sans imposer *a priori* un modèle physique (cf. Chapitres 1 et 2). Il convient ensuite de les interpréter en termes de processus physiques connus (Sun *et al.*, 1998; Vassiliadis *et al.*, 2002; Yamada, 2002; Athanasiu & Pavlov, 2001).

Cette interprétation constitue la majeure et la plus difficile partie du travail. Pour valider nos résultats, il faut ensuite passer par le stade **inductif** puisqu'il faut confronter nos résultats à ceux issus des modèles physiques.

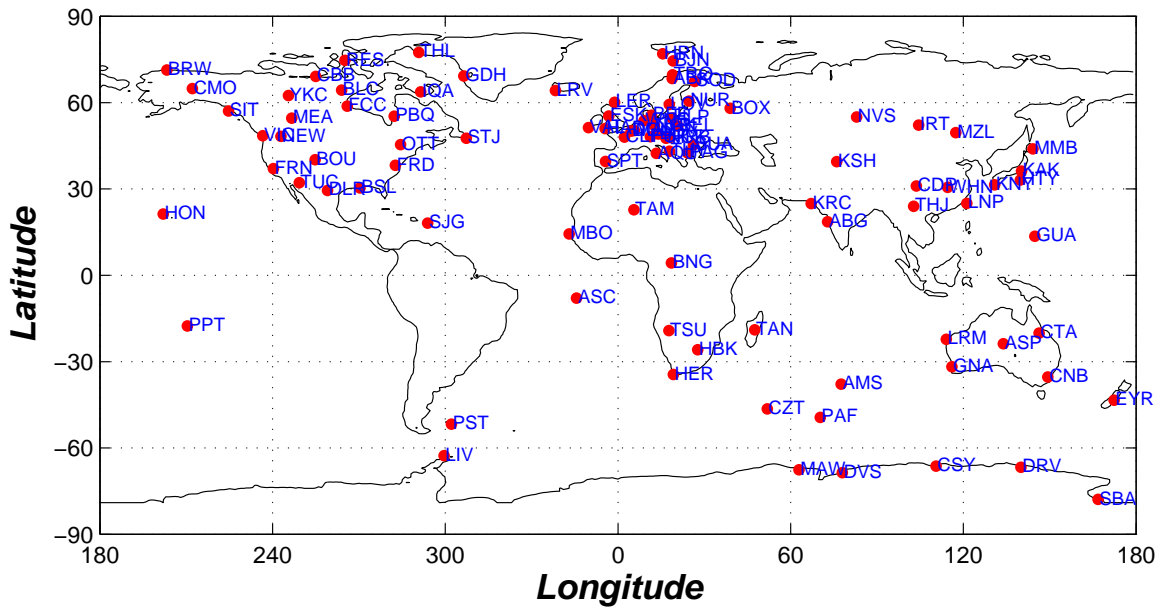


FIG. 3.1: Observatoires utilisés (réseau InterMagnet).

3.2 Les données géomagnétiques : origine et mise en forme

3.2.1 Les données utilisées

Pour identifier correctement les propriétés statistiques, nous avons besoin de données assurant une bonne couverture spatiale et temporelle. Ainsi, nous allons utiliser des données issues d'un grand nombre d'observatoires du réseau InterMagnet, soit les données de 95 observatoires (cf. Annexe E). Notre choix s'est porté sur les observatoires ayant délivré pendant plusieurs années des données sans interruption. La couverture des observatoires choisie (cf. Figure 3.1) est inhomogène. Elle est très avantageuse en Europe tandis qu'il reste des espaces très importants sans le moindre observatoire, notamment en Afrique, en Asie et en Amérique du Sud. Il faut donc s'attendre à ce que les résultats soient biaisés. Ce biais pourra être corrigé en partie, comme nous le verrons tard.

Notre étude porte sur la période 1996–1999 (du 1^{er} janvier 1996 au 31 décembre 1999), soit 4 années de données avec une résolution temporelle de 1 heure (ce qui donne 35 064 pas de temps en totalité). Cette période correspond à la première moitié du 23^{ième} cycle solaire, le maximum solaire étant atteint en 2000, qui se traduit par l'augmentation du niveau d'activité solaire, perturbant ainsi le champ magnétique terrestre.

La résolution temporelle choisie est suffisante pour détecter les orages géomagnétiques (cf. Annexe A), mais reste insuffisante pour détecter les détails des sous-orages géomagnétiques.

Ce choix de la résolution temporelle sous-entend que les phénomènes étudiés soient instantanés à l'échelle d'une heure. L'analyse convient donc mal à l'étude de phénomènes qui se

propagent sur le globe sur cette échelle de temps.

Chaque station mesure le champ géomagnétique à la surface de la Terre suivant 3 composantes, B_x (composante horizontale Nord), B_y (composante horizontale Est) et B_z (composante verticale). Nous disposons de 285 ($= 95 \times 3$) composantes géomagnétiques. Pourquoi choisir spécifiquement ces 3 composantes plutôt que les composantes B_H (intensité de la composante horizontale du champ), D (déclinaison), B_z , $|B|$ (module du champ) ou B_H uniquement ? Le système (B_H, D, B_z) n'est pas approprié dans notre cas puisque il mélange des quantités physiques différentes ; l'analyse serait alors plus difficile. En utilisant les champs $|B|$ ou B_H , nous perdons l'information sur la variation de la déclinaison magnétique.

Avec le choix porté sur les composantes B_x , B_y et B_z , nous supposons donc que les 3 composantes sont affectées simultanément, mais avec une phase et une amplitude qui varient d'un observatoire à l'autre. Ceci constitue une contrainte forte puisque la SVD va chercher parmi l'ensemble des composantes disponibles les structures qui présentent une forte cohérence spatio-temporelle. Suivant la localisation géographique de l'observatoire, la composante préférentiellement affectée pourra être B_x , B_y ou B_z . La composante verticale B_z ne possède pas la même dynamique que les composantes B_x et B_y puisqu'elle mesure plus particulièrement l'impédance.

3.2.2 Les hypothèses de travail

Nos principales hypothèses sont :

- les champs magnétiques recherchés se caractérisent par des distributions de courant qui restent uniformes et constantes dans l'espace (dans un référentiel approprié) mais qui peuvent être modulées dans le temps. Il n'existe pas un seul référentiel qui répond correctement à ces contraintes. Cependant, deux référentiels méritent, à nos yeux, une attention particulière :
 - un *référentiel géodésique ou terrestre*, approprié pour l'étude des effets qui se produisent à une position géographique précise, tels que les effets induits par le cœur de la Terre ;
 - un *référentiel Soleil-Terre*, approprié pour l'étude des systèmes de courant présent dans l'environnement terrestre. Ce système de coordonnées utilise le temps local magnétique (ou MLT pour Magnetic Local Time) et la latitude magnétique (ou Mlat pour Magnetic Latitude) ;
- les processus étudiés sont instantanés, ce qui revient à dire que cette analyse convient mal à l'étude des phénomènes qui se propagent à l'échelle de la résolution temporelle choisie (1 heure) ;
- les processus recherchés vérifient la condition d'orthogonalité exprimée par les Équations **3.4**. Nous savons que rares sont les systèmes dynamiques qui vérifient cette condition d'orthogonalité. Cependant, la SVD n'est qu'une technique statistique dont l'une des principales qualités est d'extraire les propriétés caractéristiques de données multivariées. La physique est alors exprimée par une combinaison linéaire des premiers modes spatio-temporels.

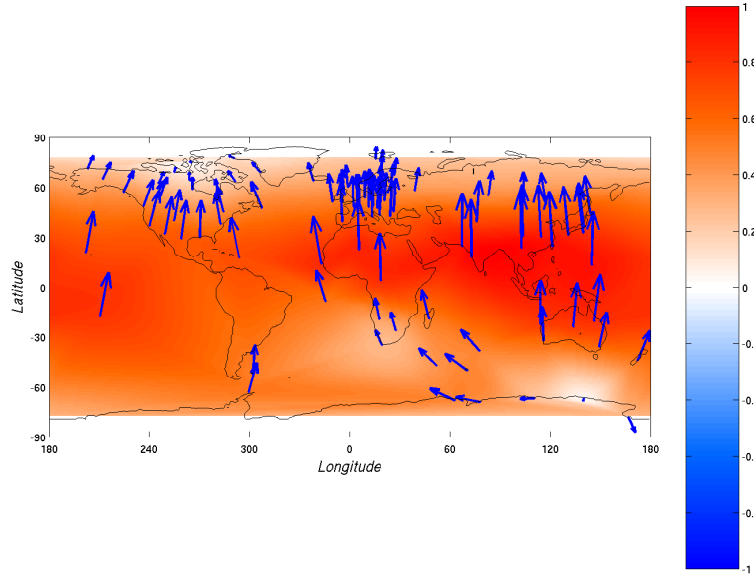


FIG. 3.2: **Champ géomagnétique moyen** : le champ horizontal, noté $|B_H|$, pour la période 1996–1999, est normalisé par son maximum (38 108 nT). Les vecteurs (en bleu) représentent la somme des composantes horizontales ($B_x + B_y$) ; la couleur correspond à l'intensité du champ (variant de -1 à 1, i.e. du bleu au rouge, le blanc étant égal à 0).

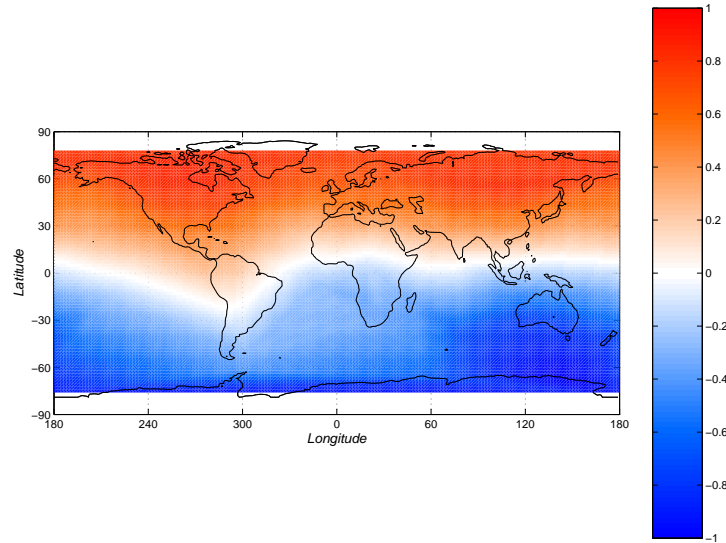


FIG. 3.3: **Champ géomagnétique moyen** : le champ vertical, noté B_z , pour la période 1996–1999, est normalisé par son maximum (69 898 nT). La couleur indique l'intensité du champ (variant de -1 à 1, i.e. du bleu au rouge, le blanc étant égal à 0). La bande blanche définit l'équateur magnétique.

3.2.3 Le pré-traitement des données

La SVD n'est pas invariante par rapport aux changements d'échelle : les modes SVD sont sensibles aux transformations des données (même linéaires) et dans une moindre mesure à la

taille de l'échantillon étudié, si ce dernier est petit ou possède une mauvaise couverture. Un premier choix raisonnable est de soustraire au préalable la moyenne temporelle des données considérées ; si cela n'est pas fait, le premier mode représenterait la moyenne des données sur la période considérée et aura un poids très important par rapport aux autres modes. Cela signifie donc que l'accent sera mis sur les fluctuations du champ.

Les Figures 3.2 et 3.3 représentent respectivement la moyenne du champ horizontal et celle du champ vertical pour la période 1996–1999 (structures comparables à celles apparaissant dans Campbell (1997)) ; seule l'intensité du champ géomagnétique (pour des commodités visuelles) dans les régions ayant peu d'observatoires a été interpolée, ce qui signifie qu'aucun observatoire n'a été artificiellement ajouté dans le jeu de données. Mais cette interpolation présente tout de même des inconvénients. Les risques les plus importants sont que, compte tenu du faible nombre d'observatoires, certaines structures sans signification physique peuvent apparaître, ou que des caractéristiques importantes soient perdues.

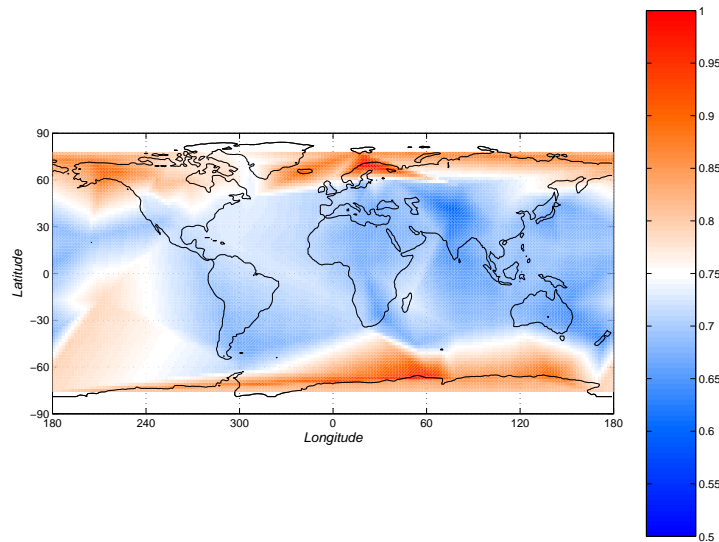


FIG. 3.4: **Écart-type du champ $|B|$ normalisé par son écart-type maximal** : fortes perturbations dans les régions polaires des deux hémisphères. L'intensité du champ varie de 0.5 à 1, i.e. du bleu au rouge, le blanc étant égal à 0.75.

Nous savons d'ores et déjà que les fluctuations les plus importantes concernent les régions aurorales Nord et Sud comme l'indique la Figure 3.4, qui exprime l'écart-type normalisé des fluctuations géomagnétiques ; c'est en effet dans cette région que le champ sera plus affecté par la proximité des électrojets auroraux (Courillot & Le Mouél, 1988).

3.2.4 La structuration des données

Suite aux hypothèses de travail émises plus haut, nous décidons d'assembler (ou de concaténer) les données de la façon suivante :

$$\mathbf{B} = \begin{bmatrix} B_x(t_1, r_1) & B_y(t_1, r_1) & B_z(t_1, r_1) & B_x(t_1, r_2) & B_y(t_1, r_2) & \dots & B_z(t_1, r_{95}) \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots & \vdots & & \vdots \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots & \vdots & & \vdots \\ B_x(t_N, r_1) & B_y(t_N, r_1) & B_z(t_N, r_1) & B_x(t_N, r_2) & B_y(t_N, r_2) & \dots & B_z(t_N, r_{95}) \end{bmatrix} \quad (3.2)$$

où $N = 35\,064$ et, B_x , B_y et B_z sont les 3 composantes géomagnétiques dans le référentiel terrestre.

La permutation des lignes et des colonnes n'affectera en aucun cas les résultats finaux de l'analyse. Il importe peu de savoir comment sont disposées les colonnes ou les lignes ; le tout est de savoir comment la matrice de données est construite au départ afin de donner une interprétation des modes spatiaux et temporels.

3.3 L'analyse SVD dans le référentiel terrestre

Dans cette Section, nous choisissons, pour commencer, un référentiel fixé à la Terre qui est approprié à l'étude des effets qui se produisent en un lieu géographique fixe. Rappelons que la SVD décompose la matrice \mathbf{B} selon l'expression suivante :

$$B(\mathbf{r}, t) = \sum_k A_k u_k(t) v_k^T(\mathbf{r}) \quad (3.3)$$

avec les propriétés suivantes :

$$\langle u_k, u_l \rangle = \langle v_k, v_l \rangle = \begin{cases} 0 & \text{si } k \neq l \\ 1 & \text{si } k = l \end{cases} \quad (3.4)$$

Nous représenterons, dans ce qui suit, chaque mode spatio-temporel k par sa structure spatiale $v_k(\mathbf{r})$, son profil temporel $u_k(t)$ et la densité de puissance spectrale de Fourier de ce dernier.

Chaque structure spatiale (ou carte¹) sera illustrée par la composante horizontale du champ géomagnétique, et le code de couleurs définit l'intensité de ce champ, noté $\sqrt{B_x^2 + B_y^2}$. Dans l'hypothèse où le champ est généré par une nappe de densité de courant \vec{j} , située à altitude constante, nous avons :

$$\vec{j} = \frac{2}{\mu_0} \vec{n} \times \vec{B}_H \quad (3.5)$$

où μ_0 est la perméabilité du vide, \vec{n} , le vecteur unitaire pointant du centre (vers la surface) de la Terre et \vec{B}_H est le champ géomagnétique horizontal.

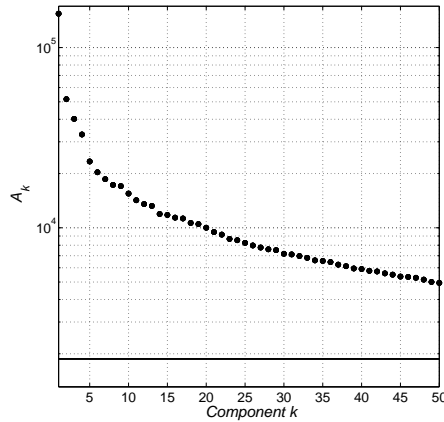


FIG. 3.5: **Distribution des poids issue de la SVD dans le référentiel géodésique.** Ce spectre montre 50 poids (sur 285) et, parmi eux, 4 modes dominants contenant plus de 83 % de l'énergie du signal (les 6 premiers en contiennent 86 %). Le premier poids contient à lui-seul 68 % de l'énergie du signal.

3.3.1 La distribution des poids

La Figure 3.5 montre uniquement les 50 premiers poids de la distribution sur un total de 285. Nous évaluons le nombre de modes significatifs : en considérant l'hypothèse du bruit blanc affectant tous les observatoires, le nombre k est déterminé à partir de l'Équation 2.12 tel que : $A_k \simeq \sigma\sqrt{M}$ (soit dans notre cas, $A_k \simeq 1872$ pour $\sigma = 10$ et $M = 35064$). Nous évaluons ce nombre k à 118 et, nous présumons que l'ensemble de ces 118 modes concentre l'essentiel des propriétés physiques contenues dans ce jeu de données et sont fiables pour une analyse à long terme. Nous nous rendons qu'il est impossible d'interpréter l'ensemble de ces modes.

Les 4 premiers modes spatio-temporels qui captent ensemble 83 % de l'énergie du signal se détachent nettement de la distribution des poids ; le premier représente à lui-seul 68 % de l'énergie du signal. Les 10 premiers captent au total 90 % de l'énergie. La principale qualité de la SVD est donc d'exploiter la redondance des mesures pour concentrer l'essentiel de l'énergie dans les quelques modes qui ont la plus forte contribution. Il est alors légitime de focaliser l'attention sur les modes les plus énergétiques.

Nous nous limiterons d'abord à l'étude des 4 premiers modes spatio-temporels. En effet, ils se distinguent très nettement du reste de la distribution (cf. Figure 3.5). Nous verrons plus bas que les modes d'ordre supérieur contiennent des structures de plus en plus localisées (dans le temps et l'espace) qui sont difficiles à interpréter et dont la contribution au champ total est nettement moindre.

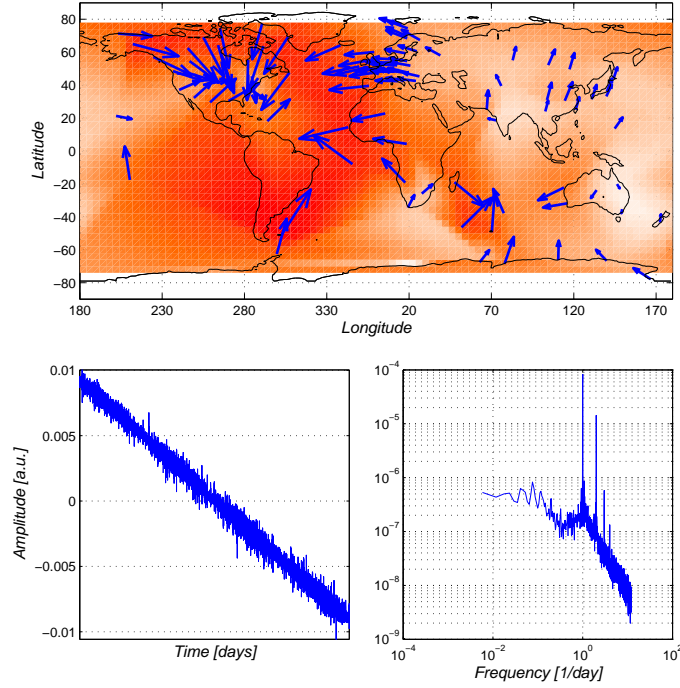


FIG. 3.6: **Mode spatio-temporel 1.** La figure du haut représente la structure spatiale $v_1(\mathbf{r})$ de la projection $|B_H|$ du champ. Les figures du bas représentent respectivement à gauche le profil temporel $u_1(t)$ et à droite la densité de puissance spectrale de Fourier de ce dernier.

3.3.2 Mode 1

Description

Le mode 1 (cf. Figure 3.6) contient à lui-seul 68 % de l'énergie du signal. La projection horizontale du champ géomagnétique de la structure spatiale $v_1(\mathbf{r})$ montre un phénomène global qui affecte l'ensemble de la Terre ; l'Asie semble moins affectée mais la faible couverture d'observatoires dans cette partie du globe peut en être à l'origine. Ce phénomène semble affecter plus particulièrement certains observatoires situés en Amérique du Nord, Europe, Afrique centrale et à l'Est de l'Antarctique.

L'intensité du champ géomagnétique et l'inclinaison des vecteurs qui décrivent le champ horizontal semblent croître avec la latitude magnétique, ce qui signifie que l'intensité et l'inclinaison du champ augmentent à l'approche du pôle géomagnétique Nord. Nous constatons également que le pôle géomagnétique Sud est peu affecté par ce processus, là-aussi par manque d'observatoires dans cette zone.

Le profil temporel associé, $u_1(t)$, montre une pente linéaire et décroissante avec une modulation annuelle relativement peu marquée mais avec une variation diurne prononcée comme le montre la densité de puissance spectrale de Fourier de la Figure 3.6.

¹Nous utilisons la projection de Mercator qui respecte les angles (parallèles et méridiens se coupent à angle droit) et les formes (par exemple celles des continents) mais elle déforme les surfaces (en particulier dans les hautes latitudes).

Interprétation

Puisque nous avons soustrait la moyenne temporelle des données du champ géomagnétique, le mode 1 peut être interprété comme la correction au premier ordre du champ géomagnétique moyen (Figure 3.2). En additionnant le mode 1 avec le champ moyen, nous constatons qu'il décrit une dérive du dipôle géomagnétique comme l'indique la structure spatiale de la Figure 3.6. Ce premier mode suggérerait donc une contribution de la déclinaison du champ géomagnétique (la variation séculaire).

La présence de la modulation journalière est principalement due au fait que la couverture spatiale des observatoires dont nous disposons est inhomogène. En effet, en sélectionnant une couverture plus homogène, nous pouvons observer une contribution journalière amoindrie. Dans le cas d'une couverture spatiale "parfaitement" homogène, la présence de cette modulation journalière se ferait toujours ressentir ; cela montre que d'autres phénomènes entrent en jeu.

Cette variation diurne s'explique principalement par le décalage entre l'axe de rotation terrestre et l'axe du dipôle géomagnétique (de 11°) et plus modérément par les forces de gravitation qu'exercent la Lune et le Soleil sur la Terre (marées atmosphériques) ; en effet, les marées se traduisent en plus de son effet sur l'élément liquide par un effet sur la croûte terrestre et l'atmosphère. La force de gravitation qu'exerce la Lune sur la Terre a pour effet de déplacer l'atmosphère deux fois par jour.

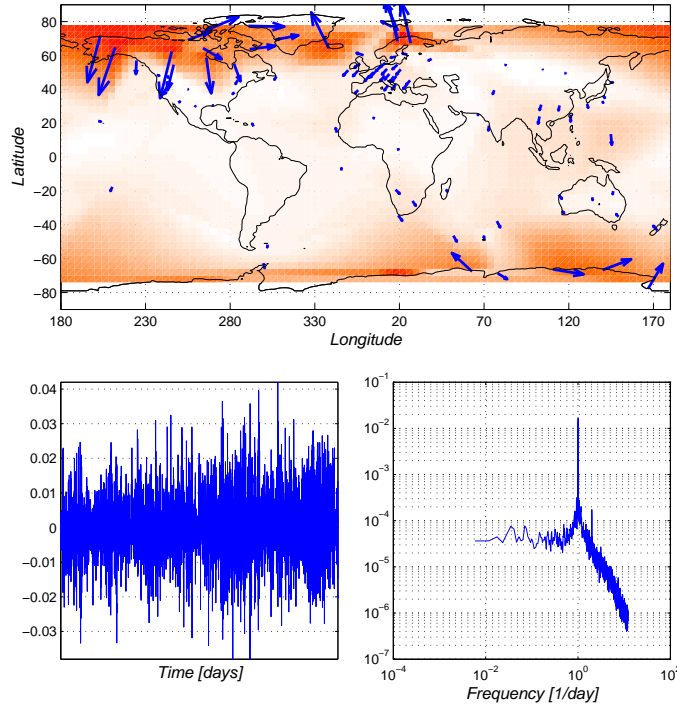


FIG. 3.7: **Mode spatio-temporel 2.** La figure du haut représente la structure spatiale $v_2(\mathbf{r})$ de la projection $|B_H|$ du champ. Les figures du bas représentent respectivement à gauche le profil temporel $u_2(t)$ et à droite la densité de puissance spectrale de Fourier de ce dernier.

3.3.3 Modes 2 et 3

Observation

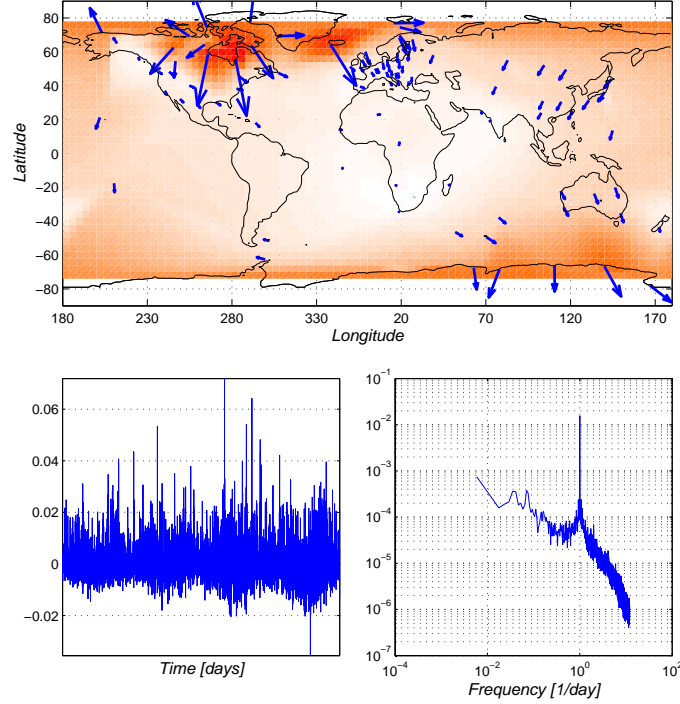


FIG. 3.8: **Mode spatio-temporel 3.** La figure du haut représente la structure spatiale $v_3(\mathbf{r})$ de la projection $|B_H|$ du champ. Les figures du bas représentent respectivement à gauche le profil temporel $u_3(t)$ et à droite la densité de puissance spectrale de Fourier de ce dernier.

Les modes 2 (cf. Figure 3.7) et 3 (cf. Figure 3.8) captent respectivement 7.6 et 4.6 % de l'énergie du signal. Contrairement au mode 1, les structures spatiales de ces modes ($v_2(\mathbf{r})$ et $v_3(\mathbf{r})$) ne décrivent pas de phénomène global mais plutôt un phénomène localisé : seules les régions aurorales sont perturbées.

Les cartes spatiales montrent la présence de deux structures dont le sens de propagation est opposé. Cela est observé grâce à :

- l'opposition des vecteurs du champ géomagnétique dans les régions polaires ;
- l'Équation 3.5 qui permet de calculer la densité de courant à partir de la structure du champ géomagnétique.

Considérant le fait que les structures spatiales présentent des caractéristiques communes, peut-être faut-il envisager que les modes 2 et 3 décrivent à peu près le même processus physique, qui se propage dans l'espace ? Nous avons vu dans le Chapitre 2 que la présence d'une structure qui se propage se manifeste par deux modes de même poids (dégénérescence de modes), mais dont les cartes respectives et les évolutions temporelles présentent des oscillations déphasées de $\frac{\pi}{2}$.

Or, la distribution des poids permet de visualiser une contribution différente des poids A_2 et A_3 . Pour déterminer si le processus physique des modes 2 et 3 est un processus qui se

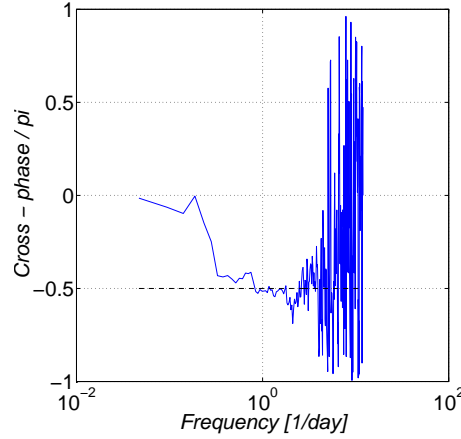
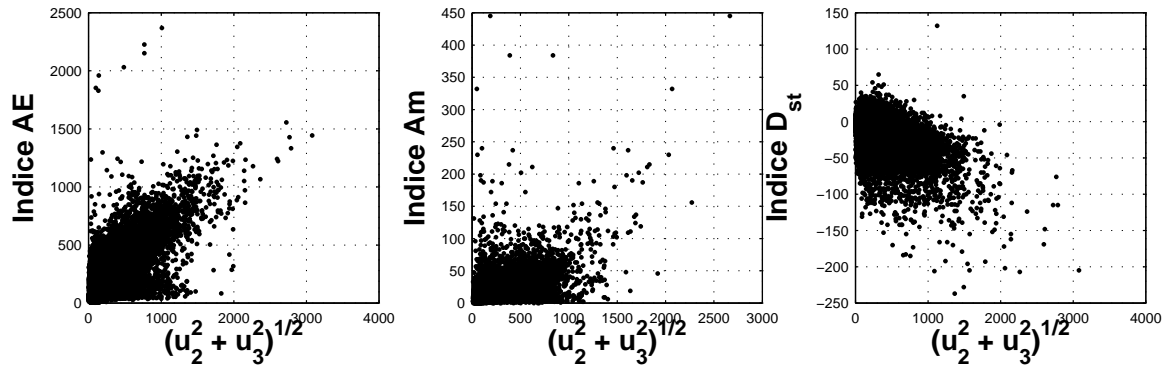


FIG. 3.9: Cohérence croisée entre les modes temporels 2 et 3.

FIG. 3.10: Comparaison entre les évolutions temporelles des modes 2 et 3 et les indices géomagnétiques AE, Am et D_{st} .

propage, il faut estimer les déphasages temporel et spatial. La Figure 3.9 montre le déphasage temporel des modes temporels 2 et 3 ; il est proche de $\frac{\pi}{2}$ dans la gamme de fréquence correspondant à une période de l'ordre du jour.

La structure spatiale présente également un déphasage approximatif de $\frac{\pi}{2}$: sur le mode 2, le maximum d'intensité est situé près de l'Alaska alors que sur le mode 3, il est situé sur la région de la Baie d'Hudson (au Canada), ce qui représente un déplacement de 90° en longitude.

Interprétation

Bien que les poids A_2 et A_3 soient de valeur légèrement différente, ces différents résultats suggèrent que les modes 2 et 3 décrivent un processus unique qui se propage dans la région aurorale. L'Équation 3.5 permet de trouver le sens de propagation des courants qui composent cette structure : l'une se propage dans le sens Est (les vecteurs de la composante du champ géomagnétique sont dirigés dans la direction Nord dans l'hémisphère Nord) et l'autre dans le

sens Ouest (les vecteurs de la composante du champ magnétique sont dirigés dans la direction Sud dans l'hémisphère Nord). Nous observons le même comportement dans l'hémisphère Sud.

Ces deux modes suggèrent une contribution des électrojets auroraux qui sont des courants caractéristiques de la fermeture sur Terre des courants alignés de Birkeland et décrits comme étant une conséquence directe de l'activité solaire et des orages géomagnétiques (Campbell, 1997). Un moyen de déterminer si ces modes sont caractéristiques des électrojets auroraux est de le comparer à l'indice AE, qui en mesure l'intensité maximale. Pour cela, nous comparons l'amplitude de la structure décrite par les modes 2 et 3 avec l'indice AE. Le premier est défini comme $A^* = \sqrt{u_2^2(t) + u_3^2(t)}$. Les deux quantités sont effectivement corrélées, comme le montre la Figure 3.10(a), et comme le suggère la valeur du coefficient de corrélation, qui vaut ici 0.70. Les points de Figure 3.10(a) sont relativement bien distribués sur une droite passant par l'origine dans le cas de l'indice AE tandis que les deux autres figures représentent des amas de points autour de l'origine. Le terme A^* est plus faiblement corrélé à l'indice Am ou D_{st} (soit 0.54).

La Figure 3.11 illustre la similitude entre l'amplitude A^* et l'indice AE. La soustraction de l'un par rapport à l'autre permet de retrouver la variation diurne, ce qui est montré par la densité spectrale de Fourier des Figures 3.7 et 3.8.

Les caractéristiques des évolutions temporelles suggéreraient que les électrojets auroraux seraient composées de deux parties : une structure plutôt stable (i.e. quelque soit l'intensité de l'activité géomagnétique) de ces courants, issue de l'injection permanente de particules du vent solaire, et une structure qui dépendrait fortement des orages géomagnétiques, qui intensifieraient de manière importante les électrojets auroraux. La présence de cette double structure s'explique en partie par l'effet de la rotation terrestre.

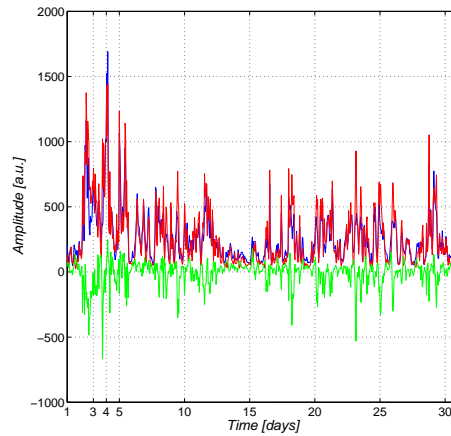


FIG. 3.11: **Recherche de la variation diurne dans la modulation A^* .** La courbe bleue représente la modulation $\sqrt{u_2^2(t) + u_3^2(t)}$, la courbe rouge l'index AE et la courbe verte la soustraction ($A^* - AE$) pour le mois de mai 1998.

3.3.4 Mode 4

Observation

Le mode 4 (cf. Figure 3.12) représente un faible pourcentage de l'énergie du signal, à peine 3.1 %. Contrairement aux trois modes précédents, les vecteurs du champ géomagnétique sont ici quasiment parallèles au champ magnétique moyen représenté sur la Figure 3.2 : ils suivent la direction B_x . Ce mode présente une structure spatiale similaire à celle du champ géomagnétique moyen mais elle diffère par la projection de la composante B_z (cf. Figure 3.3).

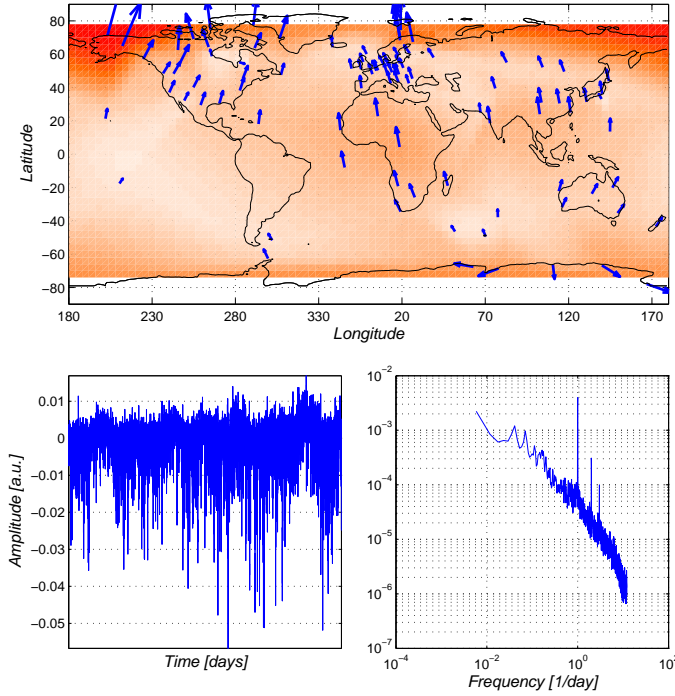


FIG. 3.12: **Mode spatio-temporel 4.** La figure du haut représente la structure spatiale $v_4(\mathbf{r})$ de la projection $|B_H|$ du champ. Les figures du bas représentent respectivement à gauche le profil temporel $u_4(t)$ et à droite la densité de puissance spectrale de Fourier de ce dernier.

Nous pouvons noter également que le profil temporel, $u_4(t)$, est fortement perturbé et asymétrique en amplitude (du côté négatif sur la Figure 3.12). Comme le montre la Figure 3.13, ces perturbations surviennent au même moment que des orages géomagnétiques, signalés par une brusque décroissance de l'indice D_{st} . Le coefficient de corrélation avec cet indice géomagnétique est bon (soit 0.71) et suggère donc un lien étroit avec le courant en anneau. Ceci peut se vérifier par la Figure 3.13 : visuellement, nous constatons de fortes similarités (à gauche) entre l'évolution temporelle $u_4(t)$ et l'indice D_{st} . Ce constat est vérifié par le graphe de droite de la Figure 3.13 qui montre que les points sont distribués suivant une droite passant par l'origine.

Interprétation

La densité de courant qui est nécessaire pour générer une telle structure de champ est celle fournie par une nappe de courant qui englobe la Terre. Burton *et al.* (1975) et Vasyliunas

et al. (1982) ont rapporté que l'indice géomagnétique D_{st} est l'indice adéquat pour décrire les variations du courant en anneau.

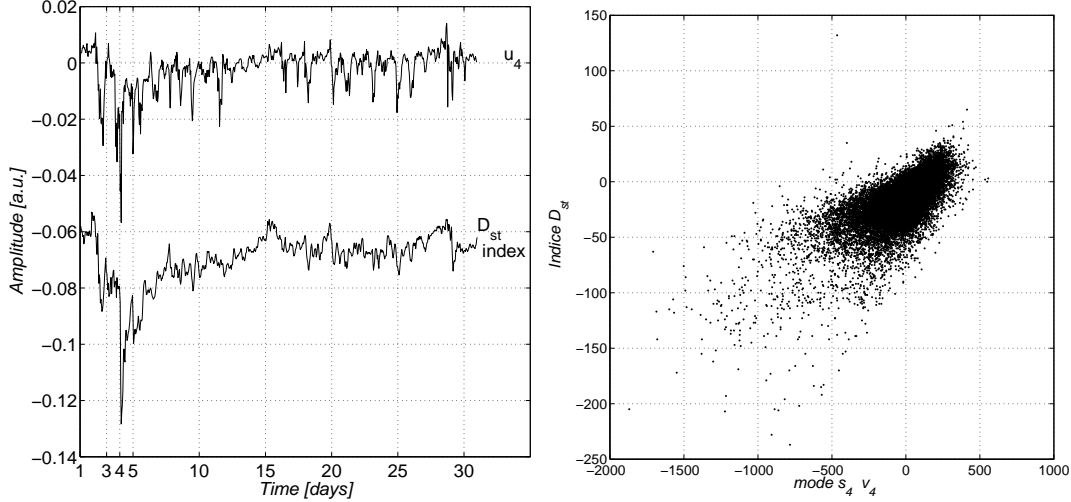


FIG. 3.13: **Comparaison de l'indice géomagnétique D_{st} et du profil temporel $u_4(t)$.** À gauche, nous visualisons l'évolution temporelle simultanée de l'indice D_{st} et du mode 4 (en unité u.a.) pour le mois de Mai 1998. Un important orage géomagnétique s'est produit le 04 mai 1998. Le coefficient de corrélation entre les deux signaux est égal à 0.714. Le signal de l'indice géomagnétique D_{st} a été translaté verticalement pour une meilleure visualisation à titre de comparaison avec le profil temporel $u_4(t)$. À droite, nous représentons la corrélation entre ces deux signaux pour l'ensemble de l'intervalle de temps : les points sont distribués suivant une droite passant par l'origine.

Compte tenu du fort coefficient de corrélation et de la structure spatiale du mode 4, nous pouvons raisonnablement conclure que le profil temporel $u_4(t)$ se comporte comme l'indice D_{st} et que le mode 4 représente une contribution du courant en anneau qui englobe la Terre (cf. Figure 1.1) à 3–5 R_T . La présence d'une modulation journalière non-négligeable peut être expliquée par l'asymétrie de la distribution du courant en anneau, qui introduit naturellement une telle modulation et par la couverture inhomogène des observatoires.

Lorsque nous observons attentivement le graphe de droite de la Figure 3.13 et la Figure 3.14, dont nous voyons clairement la variation diurne, nous constatons une légère augmentation du champ dans le mode $u_4(t)$ le 03 Mai 1998. Rappelons qu'un mode SVD peut contenir plusieurs processus physiques en son sein.

Or, sur la Figure 1.1, nous pouvons observer que le courant de magnétopause a la même structure spatiale que le courant en anneau, excepté que son sens de propagation est opposé, qu'il se manifeste surtout du côté jour et qu'il est plus éloigné de la Terre. Pouvons-nous retrouver la signature de ce courant dans le mode 4 ?

Il est connu que l'effet du courant de la magnétopause (ou le courant de Chapman-Ferraro) est faiblement ressenti à la surface de la Terre. Quand un accroissement soudain de la pression dynamique du vent solaire ou même le passage d'un choc interplanétaire atteint la Terre, la magnétosphère est comprimée ; la magnétopause est alors plus proche de la Terre, et à cet instant, le courant de magnétopause s'intensifie. Le mouvement et l'intensification de ce courant géophysique sont ressentis sur Terre par un rapide accroissement du champ géomagnétique de quelques dizaines de nanoTesla. Cet accroissement semble visible le 03 Mai

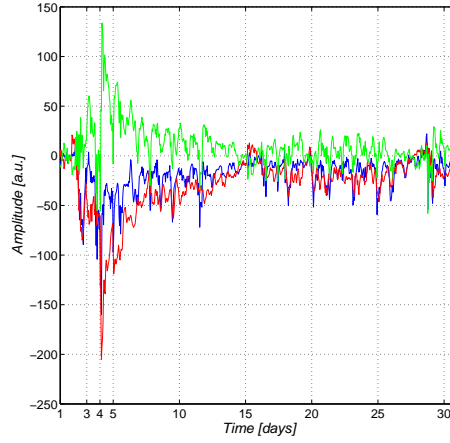


FIG. 3.14: **Recherche de la variation diurne dans la modulation $u_4(t)$.** À gauche, la courbe bleue représente la modulation $u_4(t)$, la courbe rouge l'index D_{st} et la courbe verte la soustraction $(u_4 - D_{st})$ pour le mois de mai 1998.

1998 sur le signal $u_4(t)$ de la Figure 3.13, mais est trop faible pour en tirer des conclusions définitives.

De plus, nous observons une intensification du champ dans les régions aurorales. Or, dans le cas du courant en anneau, il devrait être plus intense à l'équateur magnétique, puis décroître vers les pôles. Le mode 4 n'est donc un mode pur décrivant le courant en anneau ; nous pouvons raisonnablement penser que d'autres processus sont inclus dans ce mode.

Alors, le mode 4 représenterait essentiellement une contribution du courant en anneau, à laquelle s'ajoutent d'autres effets d'intensité plus faible.

Il est important de noter que la dynamique varie considérablement en termes de latitude géomagnétique. Effectivement, sur la Figure 3.15 qui illustre la contribution des 4 premiers modes pour une station donnée, le mode 4 décrivant le courant en anneau est relativement important quelque soit la localisation géographique de la station. Le courant en anneau étant assimilable à une nappe de courant qui englobe la Terre, nous visualisons également son effet dans les régions de haute latitude. Mais, les régions aurorales sont prioritairement affectées par les électrojets auroraux, ce qui n'est pas le cas pour une station équatoriale.

Ceci s'explique par le fait que chacune de ces deux stations est "prioritairement" influencée par le système de courant qui lui est le plus proche : les électrojets auroraux dans la région aurorale et le courant en anneau dans la région équatoriale.

3.3.5 Autres modes

Les modes d'ordre supérieur ou égal 5 contiennent peu d'énergie (inférieure à 1% chacun) et décrivent des structures plus petites (dans l'espace et le temps) présentes dans les régions aurorales, en particulier les modes 5 et 6. Nous pouvons principalement les associer à de faibles corrections aux modes 2 et 3. Ces structures sont plus complexes à interpréter et affectent souvent les composantes de quelques observatoires uniquement. Au-delà du mode 7, les structures n'ont pas de signification physique particulière, et ne sont pas interprétables en termes de processus physiques.

Dans ce qui suit, nous nous référons aux modes 1, 2, 3 et 4 comme étant respectivement

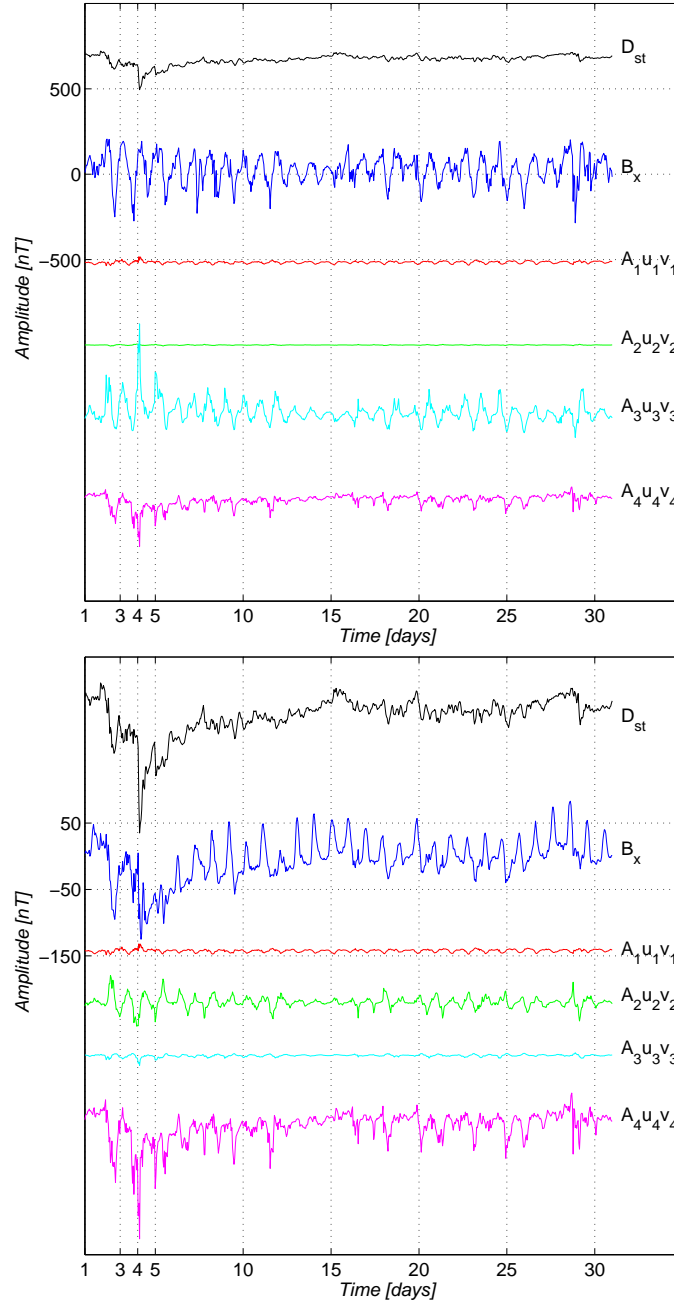


FIG. 3.15: **Deux exemples des applications SVD.** Les figures représentent l'évolution temporelle (pour le mois de Mai 1998) de la composante B_x (en bleu), de l'indice géomagnétique D_{st} (en noir), et la contribution des 4 premiers modes spatio-temporels pour une station de la région aurorale (figure du haut, à Thule au Groenland) et pour une station équatoriale (figure du bas, à M'Bour au Sénégal). Les échelles verticales représentent les amplitudes de la variation de la composante B_x . Les autres composantes sont translattées verticalement pour une meilleure visualisation, mais les échelles sont respectées.

les modes qui décrivent la déclinaison du champ, les électrojets auroraux, et le courant en anneau. Si cette appellation n'est pas rigoureuse, elle facilitera en revanche les comparaisons

dans ce qui suit.

3.3.6 La reconstruction des données *via* les modes spatio-temporels

La Figure 3.15 nous révèle une application possible de la SVD. Ici, nous considérons un événement particulier composé de deux parties : une période calme et une courte période de forte activité géomagnétique qui est reconnaissable sur l'indice D_{st} (en tracé noir) par une forte décroissance visible le 4 mai 1998. Nous observons la dynamique géomagnétique en deux localisations géographiques différentes : l'une se situe à Thule (au Groenland sous l'ovale auroral Nord) et l'autre à M'Bour (au Sénégal) dans la région équatoriale.

Nous décomposons une composante du champ géomagnétique (B_x en bleu sur les Figures) en modes spatio-temporels. Nous affichons les 4 premiers modes ($A_k u_k v_k^T$) calculés précédemment : si nous faisons la somme de ces quatre modes, nous retrouvons à peu de choses près la composante B_x .

L'intensité du champ mesurée par un observatoire varie en fonction de la proximité des systèmes de courant : aux hautes latitudes, les électrojets auroraux sont prépondérants (effet observé à Thule) et le courant en anneau apporte une contribution plus modérée ; aux basses latitudes, l'effet dû au courant d'anneau est prépondérant (effet observé par M'Bour).

Dans les deux cas, la variation séculaire (composante rouge sur les Figures 3.15) atteint ces deux stations mais est très peu visible sur une échelle de temps (soit un mois) aussi courte. Si la variation séculaire apparaît dans le mode le plus énergétique, c'est parce qu'elle est très cohérente à l'échelle du globe, affectant quasiment tous les observatoires.

3.3.7 L'influence des régimes de l'activité géomagnétique

À partir de la SVD

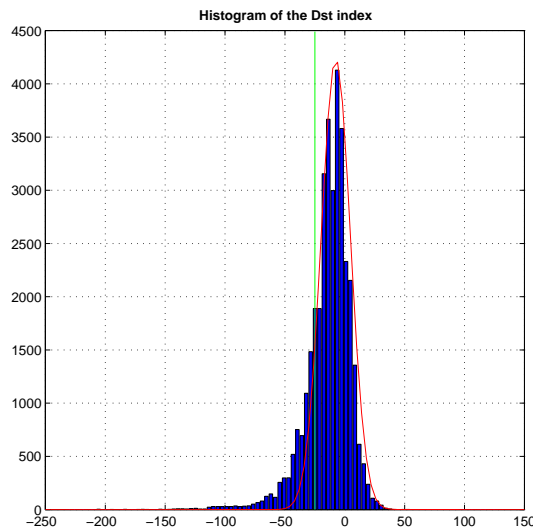


FIG. 3.16: **Histogramme de l'indice D_{st} pour la période 1996–1999.** En abscisse, la valeur de l'indice D_{st} est exprimée en nT, et en ordonnée le nombre d'apparitions des valeurs de l'indice D_{st} . La courbe rouge est une fonction gaussienne qui approxime au mieux la distribution de l'indice.

Il est intéressant de déterminer si les structures captées par les 4 premiers modes de la SVD dépendent de l'intensité de l'activité géomagnétique. La question est de savoir si les périodes d'intense activité sont associées à une signature spatiale propre.

Nous déterminons, pour cela, deux sous-ensembles, à partir de l'indice géomagnétique D_{st} , dont la Figure 3.16 représente l'histogramme (ou fonction de distribution) pour la période 1996–1999. Cette distribution est gaussienne en son maximum mais devient asymétrique pour toutes les valeurs inférieures à -25 nT. Nous considérons cette valeur comme définissant le seuil à partir duquel toute valeur inférieure à -25 nT est représentative d'une activité supérieure à la normale (typiquement des orages géomagnétiques).

Notons que l'indice D_{st} ² est révélateur de l'intensité des orages, mais ne constitue en revanche pas un bon traceur de l'activité géomagnétique au sens habituel, pour lequel il faudrait plutôt considérer les indices K_p (ou A_p), ou encore AE pour la région aurorale. Avec ce choix, nous nous concentrons sur la signature des orages géomagnétiques.

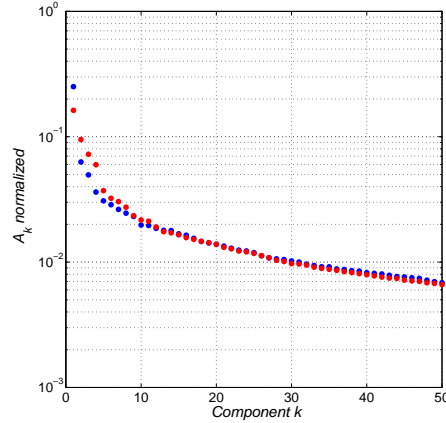


FIG. 3.17: **Distributions des poids issues de la SVD dans le référentiel géodésique.** Ce spectre montre uniquement 50 poids (sur 285) normalisés tels que : $\frac{A_k}{\sum A_k}$. La courbe bleue représente les poids des données pour une période calme et la courbe rouge les poids des données pour une forte activité.

La Figure 3.17 montre la distribution des poids des deux jeux de données : la courbe bleue représente les poids de la SVD pour une période calme et la courbe rouge les poids de la SVD pour une forte activité géomagnétique. La forme des distributions est sensiblement proche : là-aussi, quelques modes suffisent à expliquer la dynamique observée quelque soit le jeu de données considéré, ce qui se caractérise par le fait que les poids sont sensiblement équivalents. Les 4 premiers modes représentent 85 % de l'énergie du signal.

La Figure 3.18 montre que le seul effet notable d'une forte activité géomagnétique est l'intensification des composantes de quelques observatoires qui se situent dans les régions polaires, régions où l'on retrouve les lignes de champ directement ouvertes vers le milieu interplanétaire. Nous n'observons pas de mode spatio-temporel qui pourrait s'apparenter à la signature des seuls orages géomagnétiques.

²Par définition, l'indice D_{st} est une mesure indirecte (ou *proxy*) de l'intensité du courant en anneau utilisée dans le but de visualiser la sévérité des orages géomagnétiques. Il est exprimé en fonction de la valeur moyenne de la composante horizontale du champ terrestre de 4 stations équatoriales (San Juan, Honolulu, Kakioka et Hermanus). Cela est vérifié du fait que l'intensité du champ géomagnétique horizontal, aux basses latitudes, est inversement proportionnelle à l'énergie du courant en anneau, qui croît pendant les orages géomagnétiques.

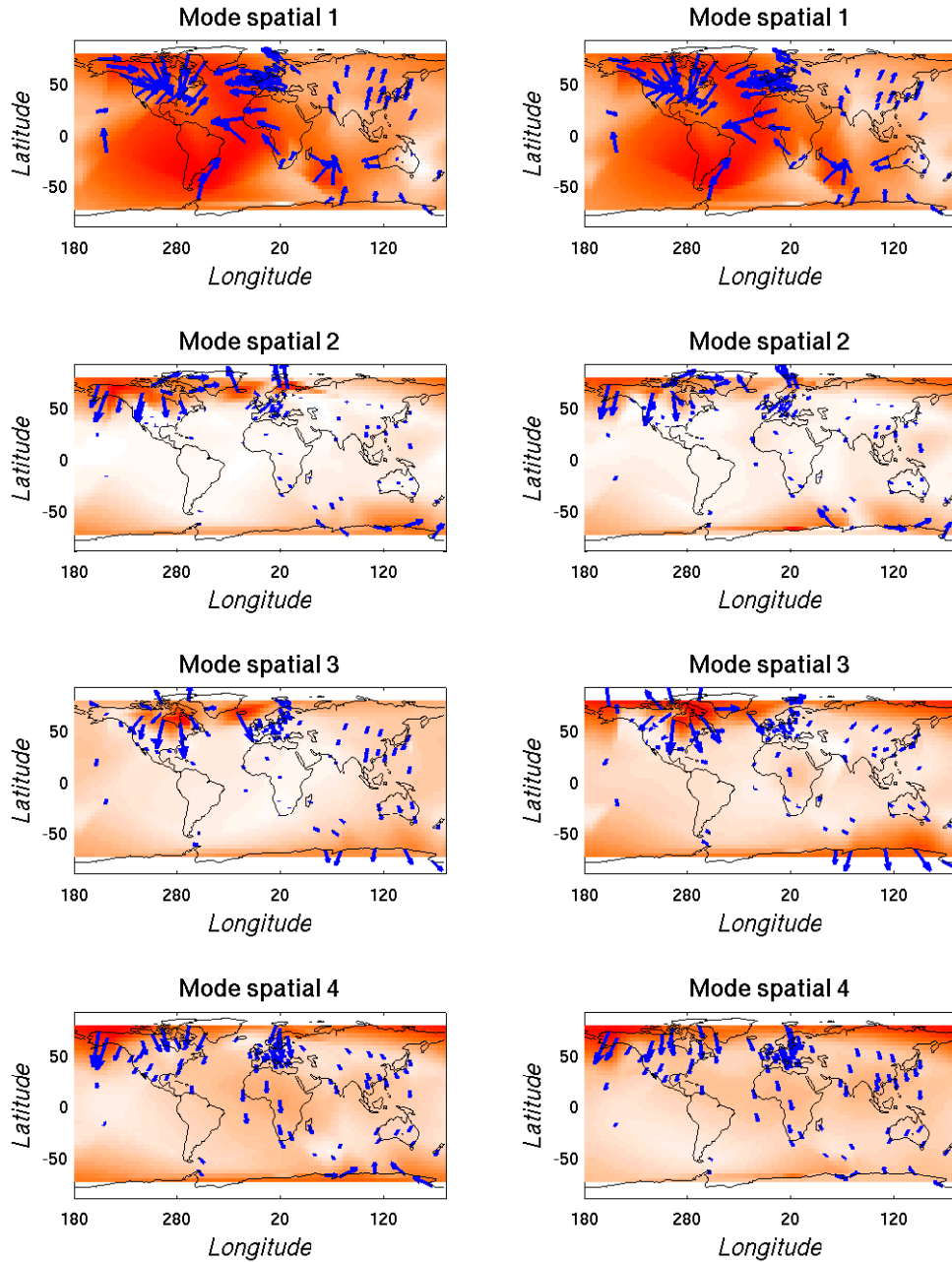


FIG. 3.18: **Comparaison des régimes d'activité** : activité forte (à gauche) et activité calme (à droite) pour les modes spatiaux 1–4.

En observant attentivement les structures que nous attribuons aux électrojets auroraux (modes 2 et 3) pour les périodes d'activité calme et d'activité forte, nous pouvons observer un faible déplacement vers l'équateur magnétique pour le cas de forte activité. Nous pouvons ainsi estimer le déplacement de l'ovale auroral sous l'effet des orages géomagnétiques. La moyenne statistique, pour la période 1996–1999, donne un déplacement d'environ 3° de latitude magnétique. Ce déplacement vers l'équateur magnétique est faible mais constitue

évidemment une moyenne sur de nombreux événements parmi lesquels figure une majorité de faibles orages. Le choix d'un référentiel géodésique n'est peut-être pas le plus adéquat pour observer un tel déplacement compte tenu du fait que la rotation de la Terre a tendance à lisser certains courants géophysiques, en particulier le courant en anneau.

Comparaison de deux jeux de données à partir de la GSVD

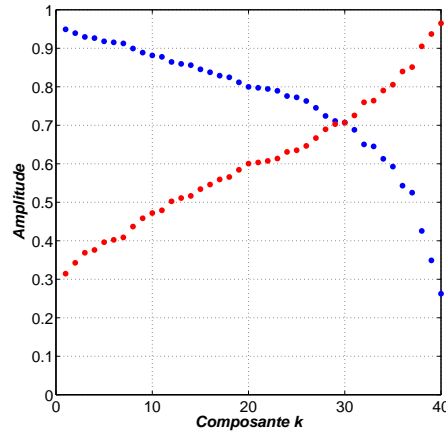


FIG. 3.19: **Distribution des poids issue de la GSVD dans le référentiel terrestre** : la période de faible activité est en bleu et la période d'activité forte en rouge.

Pour mieux quantifier ces observations, il nous faut effectuer une analyse “différentielle”. Or la GSVD (cf. Chapitre 2) est une généralisation de la SVD qui convient bien à ce genre de problème.

À partir de la SVD calculé précédemment (utilisant ainsi les propriétés de réduction de données et de décorrélation de la SVD), nous nous concentrons sur les 40 premiers modes spatio-temporels³ qui contiennent ensemble plus de 96.9 % de l'énergie du signal.

Nous calculons ensuite la GSVD sur ces 40 modes temporels en utilisant l'indice D_{st} pour distinguer les périodes calmes et les périodes de forte activité géomagnétique. L'objectif de cette décomposition est de séparer, si cela est possible, au mieux les structures spatio-temporelles des orages en période de forte activité et des structures en période calme. Idéalement, les premiers modes devraient représenter exclusivement les structures décrivant la dynamique lors de faible activité géomagnétique uniquement et les derniers modes la période de forte activité géomagnétique.

Nous donnons la distribution des poids ainsi calculée sur la Figure 3.19. En bleu, sont représentés les poids associés aux mesures effectuées lors de faible activité, en rouge, les poids associés aux mesures effectuées lors de forte activité. Cette figure suggère que les premiers modes sont associés à des structures observées en période de faible activité. À l'inverse, les derniers modes décrivent les structures de forte activité (courbe rouge).

Il ne paraît pas possible de séparer totalement les sous-espaces ainsi définis : cela signifie qu'il y a un mélange de deux régimes d'activité dans chacun des modes, et révèle la complexité des dynamiques magnétosphérique et ionosphérique, résultante de nombreux facteurs.

³Le choix des 40 premiers modes est subjectif : nous estimons qu'ils suffisent à décrire l'ensemble des propriétés dynamiques du système.

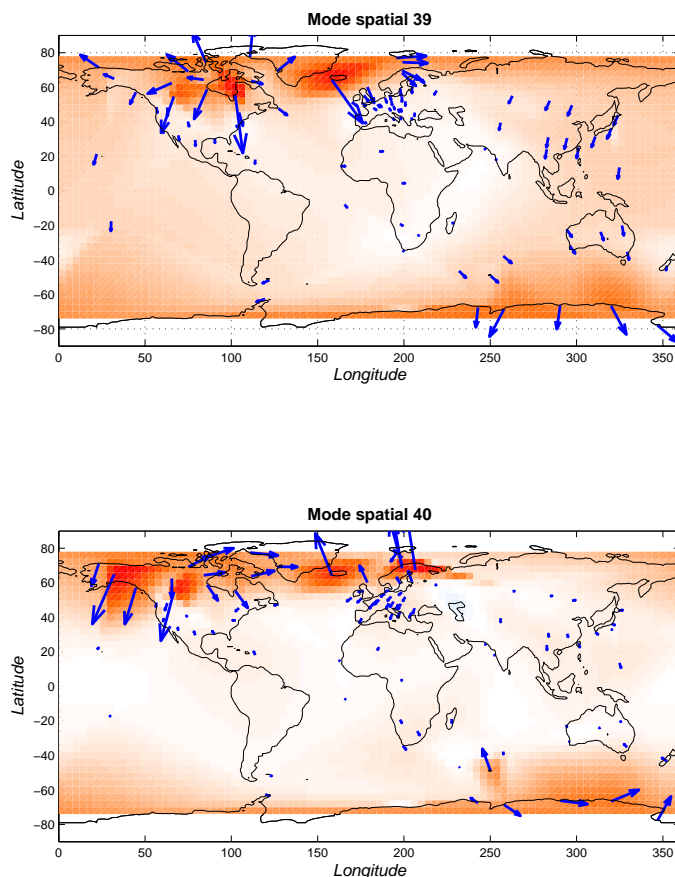


FIG. 3.20: **Modes spatiaux issus de la GSVD.** Ces modes captent uniquement des structures observées lors de forte activité géomagnétique.

La Figure 3.20 illustre les 2 premiers modes spatiaux issus de la GSVD, qui représentent les électrojets auroraux (cf. Figures 3.7 et 3.8), structures qui apparaissent uniquement lors de forte activité. Sur les modes 1 et 2, lors de période calme, nous pouvons y observer deux processus concomitants : nous observons tout d'abord ce qui ressemble à la signature de la déclinaison du champ géomagnétique (cf. Figure 3.6), signature que l'on retrouve sur l'ensemble des modes, mais avec une intensité nettement plus faible. À cela s'ajoute un comportement atypique des composantes de quelques observatoires, situés dans la région aurorale de l'hémisphère Nord. Ceci semble représenter une intensification sous les effets des orages géomagnétiques.

Les résultats de la GSVD demandent un examen plus attentif et la méthode constitue en elle-même une piste intéressante : elle apporte, en effet, de nouveaux éléments d'informations quant à la structure spatiale en période de forte activité géomagnétique.

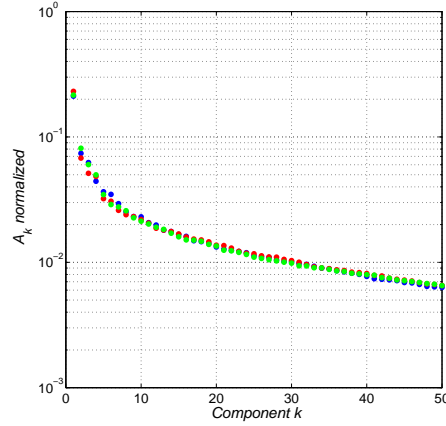


FIG. 3.21: **Distribution des poids issue de la SVD dans le référentiel terrestre.** Ce spectre montre 50 poids (sur 285) pour l'été (en bleu), l'hiver (en rouge) et l'équinoxe (en vert).

3.3.8 Les structures spatio-temporelles suivant les saisons géophysiques

La saison géophysique⁴ joue-t-elle un rôle dans les structures spatio-temporelles du champ géomagnétique ? Nous savons que des paramètres importants tels que les conditions d'ionisation, l'orientation de l'axe de rotation, ... varient suivant les saisons géophysiques. Nous souhaitons en connaître les effets sur la structure des modes SVD.

La Figure **3.21** permet d'observer que l'allure des distributions est sensiblement identique quelque soit la saison géophysique. L'observation des modes donne des résultats identiques, à savoir : la déclinaison du champ géomagnétique (mode 1), les électrojets auroraux (modes 2, 3, 5 et 6), et le courant en anneau (mode 4). La différence significative est l'augmentation en intensité de la composante horizontale du champ géomagnétique dans les régions polaires. Cette intensification est particulièrement visible dans les modes spatiaux décrivant les électrojets auroraux (modes 2, 3, 5 et 6) en hiver (en été dans l'hémisphère Sud), probablement due à l'ionisation de la haute atmosphère.

Une étude plus sérieuse demande évidemment une comparaison des cartes et des évolutions temporelles (obtenues par SVD et GSVD), ce que nous n'avons pas entrepris.

3.3.9 L'ICA

La SVD repose sur les moments statistiques d'ordre inférieur ou égal à 2 et est basée sur l'hypothèse de l'orthogonalité des modes. En imposant l'indépendance statistique avec l'ICA, nous généralisons la contrainte imposée par la SVD et la rendons plus réaliste. L'ICA permet de séparer les contributions en supposant que ces dernières sont statistiquement indépendants, non-gaussiens et stationnaires au premier ordre (i.e. invariants dans le temps). Plusieurs travaux ont montré que ces hypothèses étaient souvent plus réalistes que celles de la SVD

⁴La saison géophysique signifie que les observatoires ont des variations diurnes similaires durant la saison ainsi définie. Les géophysiciens ont ainsi défini trois saisons géophysiques :

- la saison solsticiale d'été (comprenant les mois de mai, juin, juillet et août) ;
- la saison solsticiale d'hiver (comprenant les mois de novembre, décembre, janvier et février) ;
- la saison équinoxiale (comprenant les mois de mars, avril, septembre et octobre).

(Hyvärinen *et al.*, 2001; De Lathauwer, 1997). Toutefois, la condition de stationnarité n'est pas forcément vérifiée par les expériences.

Dans ce cas, à partir des modes obtenus précédemment, nous pouvons construire une nouvelle base de données (cf. Équation 3.6) en éliminant la contribution de la dérive (mode 1), qui se distingue des autres par son caractère fortement non-stationnaire. Les résultats de l'ICA présentent de nombreux artefacts, marqués par le comportement singulier de quelques observatoires qui montrent non seulement que les signaux à analyser sont principalement non-stationnaires et la matrice de données est mal conditionnée. Malgré l'élimination du mode 1, les signaux analysés présentent un comportement non-stationnaire. Le référentiel géodésique ne semble donc pas être le référentiel le plus approprié pour une telle méthode.

3.3.10 Remarques

Dans le référentiel géodésique, la SVD du champ magnétique nous permet de déterminer quelques signatures de courants magnétosphériques et ionosphériques et de courant interne tels que : les électrojets auroraux, le courant en anneau, la variation séculaire du champ géomagnétique, etc...

L'une des signatures représente les électrojets auroraux qui se présentent sous la forme d'une structure double, qui traduit la propagation d'un phénomène, les électrojets auroraux. Nous verrons plus bas que le choix du référentiel de référence explique en partie ce point.

Les effets des orages sur le champ géomagnétique sont observables par une intensification des composantes horizontales de quelques observatoires, en particulier dans les régions proches des pôles géomagnétiques. Le même effet est observé quand nous effectuons une analyse selon différentes saisons géophysiques. Cela signifie que les structures de courant sont stables et indépendantes du niveau de l'intensité de l'activité géomagnétique ou de la saison géophysique. Cependant, une analyse différentielle, à travers la GSVD, semble montrer que les électrojets auroraux sont visiblement issus de la seule activité géomagnétique.

Il est possible d'envisager une analyse sur des données moyennées sur 24 h ; nous éliminerons alors la variation diurne du champ géomagnétique, en particulier les effets de l'ionosphère, ce qui nous permettrait d'étudier davantage le champ interne. Ceci sera fait dans le Chapitre 4.

3.4 L'analyse SVD dans le référentiel Soleil–Terre

Nous considérons maintenant un second référentiel où l'axe Soleil–Terre et le pôle Nord géographique sont fixés. Ce référentiel est fixé à un espace inertiel dont le mouvement, qui consiste en une rotation autour du Soleil une fois par an, est négligeable devant le mouvement de convection du plasma pendant 24 heures. Dans le référentiel Soleil–Terre, la dynamique est constituée à la fois d'une composante de rotation dépendant du temps local (ou MLT pour Magnetic Local Time) et d'une composante magnétosphérique qui dépend à la fois du temps local et du temps universel (TU), parallèlement associées au mouvement de rotation du pôle géomagnétique autour du pôle géographique.

Par rapport, au référentiel géodésique, ce référentiel-ci est approprié pour l'observation de la signature de courant localisés dans l'ionosphère et au-delà. Par contre, des effets dus au champ interne seront moyennés par la rotation de la Terre.

3.4.1 Le pré-traitement des données

Le passage du référentiel géodésique au référentiel Soleil–Terre nécessite une interpolation des données.

Pour cela, il s'agit de convertir nos données obtenus dans un référentiel géographique en données dans un référentiel tournant en tenant compte des coordonnées géomagnétiques des observatoires. Il faut alors également interpoler les données afin de combler les régions ayant peu d'observatoires. Nous nous intéressons uniquement aux courants de l'hémisphère Nord, zone dans laquelle nous disposons d'une meilleure couverture spatiale.

Après les avoir interpolées, nous moyennons les données précédentes sur 24 heures afin **d'éliminer la variation diurne des courants géophysiques**. Malgré tout, le choix de cette résolution temporelle permet tout de même de visualiser les effets de l'activité solaire, du fait que certains orages se manifestent sur plusieurs jours.

L'interpolation des données

Nous reprenons les modes précédents et nous reconstruisons une nouvelle base de données en retirant volontairement le mode 1 (variation séculaire du champ géomagnétique accompagnée d'une forte modulation diurne). En effet, ce mode est représentatif d'un processus dont l'origine est purement interne. Or, nous souhaitons observer au mieux les structures de courant d'origine magnétosphérique et ionosphérique. Ce mode ne fait que superposer une modulation, dont l'effet sera lissé par moyennage.

$$\mathbf{B}^* = \sum_{k=2}^{285} A_k u_k(t) v_k^T(\mathbf{r}) \quad (3.6)$$

Nous nous limiterons à l'analyse de la composante horizontale du champ géomagnétique de l'hémisphère Nord. Compte tenu du fait que seul l'hémisphère Nord nous intéresse et que la densité en observatoires y est importante, les risques de l'interpolation (perte et/ou apparition d'informations) sont limités.

Les données dans le référentiel Soleil–Terre

Pour chaque composante géomagnétique (B_x et B_y) et pour chaque pas de temps, nous interpolons les données sur une grille 2D représentée par un temps local (ou MLT pour Magnetic Local Time) et une latitude magnétique (ou Mlat pour Magnetic Latitude). Nous définissons le temps local d'une mesure par la relation :

$$\psi(t) = (t + \phi_0) \bmod 24 \quad (3.7)$$

où t est exprimé en TU (temps universel, exprimés en jours), ϕ_0 est le temps magnétique local moyen du réseau à $t = 00:00$ TU, i.e., $\phi_0 = \langle \phi(\text{longitude}) \rangle / 15$; ϕ exprime la longitude d'un observatoire. Chaque case de 15° en longitude (exprimée en degrés) dans le référentiel géodésique est assimilée à 1 heure MLT. Les observatoires sont donc répartis dans une grille 2D contenant 24 cases en temps magnétique local $\psi(t)$ correspondant chacune à une résolution de 1 heure MLT, et 45 cases en latitude magnétique (Mlat) correspondant à une résolution

spatiale de 2° . Chaque grille est alors composée de $45 \times 24 (= 1\,080)$ cases, et ce pour chaque pas temps TU (soit 1 461 jours).

Les résolutions de 2° (en latitude magnétique) et de 1 heure MLT résultent d'un compromis entre les résolutions spatiale et temporelle qu'autorisent les mesures et la résolution requise pour identifier les principaux processus physiques.

3.4.2 La distribution des poids

Nous effectuons ensuite la SVD sur la composante horizontale du champ géomagnétique dont la matrice B est de dimension (1 461, 2 160).

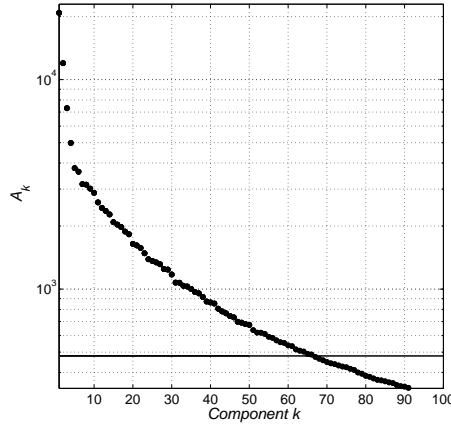


FIG. 3.22: **Distribution des poids issue de la SVD dans le référentiel Soleil-Terre.** Ce spectre montre 100 poids (sur 2 160) et, parmi eux, 4 modes dominants contenant plus de 80.4 % de l'énergie du signal.

Sur la Figure 3.22, nous montrons les 100 premiers poids sur les 1 461 à notre disposition. Nous évaluons le nombre de modes significatifs : en considérant l'hypothèse du bruit blanc affectant tous les observatoires, le nombre k est déterminé à partir de l'Équation 2.12 tel que $A_k \simeq \sigma\sqrt{M}$ (soit dans notre cas, $A_k \simeq 464$ pour $\sigma = 10$ et $M = 2160$). Nous évaluons ce nombre k à 67 et, nous présumons que l'ensemble de ces 67 modes concentre l'essentiel des propriétés physiques contenues dans ce jeu de données.

Cette figure révèle les mêmes propriétés que précédemment : quelques modes se détachent du lot, suivis par une longue queue. Ceci suggère que l'essentiel des propriétés sont contenues dans quelques modes uniquement. Les 4 premiers modes se détachent nettement de la distribution des poids et représentent ensemble 80 % de l'énergie du signal, les cinq premiers 82.2 %, les dix premiers 88.4 %, et les cent premiers 99.4 %. Dans ce qui suit, nous nous concentrerons sur les premiers modes sachant que, plus l'ordre est élevé, plus l'interprétation des modes est généralement difficile.

Pour chaque mode, nous montrerons la structure spatiale dans le référentiel Soleil-Terre exprimée en coordonnées polaires (à partir de 60° de latitude magnétique) et le profil temporel associé. Ainsi 12:00 MLT caractérise un point se trouvant dans le plan méridien contenant le Soleil, et situé entre le pôle géomagnétique et le Soleil ; 00:00 MLT caractérise un point situé dans ce même plan mais à l'opposé du Soleil par rapport au pôle. De 00:00 à 12:00 MLT, il s'agit du côté levant ; de 12:00 à 24:00 (ou 00:00) MLT du côté couchant.

Nous représenterons sur la structure spatiale deux propriétés pour un temps local donné (qui varie de 00:00 à 24:00 MLT) :

- la composante horizontale du champ géomagnétique avec la composante B_x orientée selon le rayon et la composante B_y orientée selon l'azimut ;
- le sens du courant associé à ce champ géomagnétique dans l'hypothèse où le courant est porté par une nappe.

3.4.3 Mode 1

Description

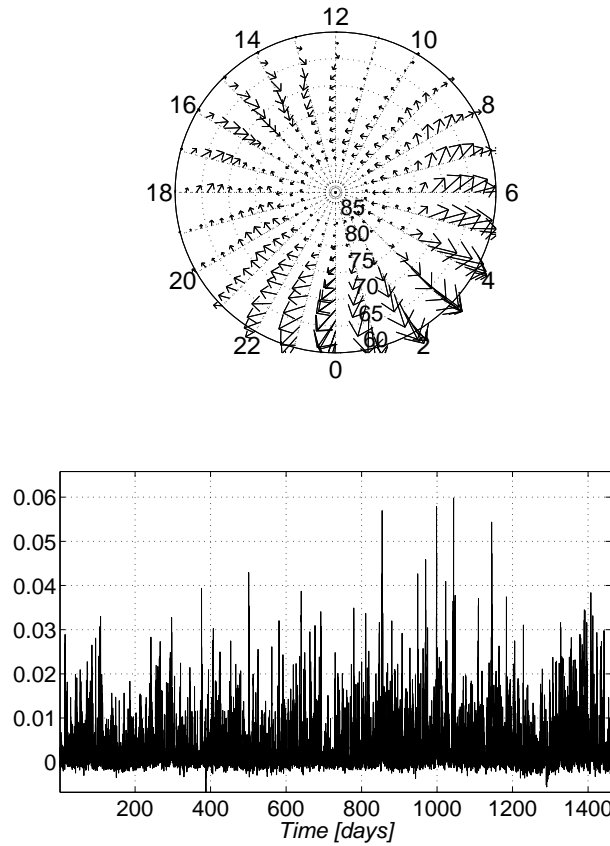


FIG. 3.23: **Mode spatio-temporel 1.** Nous représentons la structure spatiale (en haut) de 60 à 90° de latitude magnétique. Nous traçons la projection du champ géomagnétique dans le référentiel Soleil-Terre, le champ géomagnétique étant mesuré à la surface de la Terre pour un temps magnétique local donné et pour une latitude magnétique donnée. La figure du bas représente l'évolution temporelle associée (donnée en unité arbitraire) au temps magnétique local 12 MLT. La période commence le 1^{er} janvier 1996 et s'étend jusqu'au 31 décembre 1999.

Le mode 1 (cf. Figure 3.23) représente à lui-seul 53.3 % de l'énergie du signal. En premier lieu, sur le mode spatial $v_1(\mathbf{r})$, nous observons une structure double (ou une structure dipolaire) située à moyenne latitude, visibles de par la configuration des vecteurs (qui s'opposent).

Une première structure est centrée à 3:00 MLT et une seconde, d'intensité plus modérée, à 15:00 MLT.

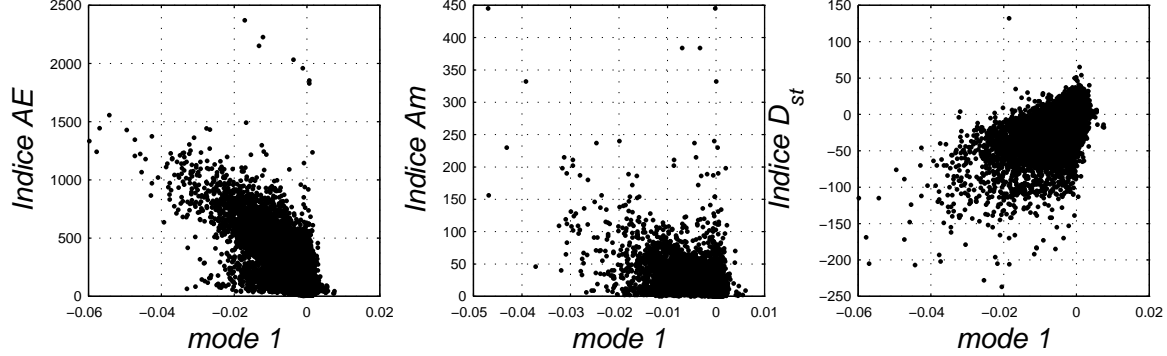


FIG. 3.24: Comparaison entre l'évolution temporelle du mode 1 et les indices géomagnétiques AE, Am et D_{st} .

En second lieu, le profil temporel présente des propriétés intéressantes. Nous pouvons y constater des bouffées brusques et intermittentes (visibles sur le signal $u_1(t)$), toujours de même signe (positif) : cela signifie que cette structure est intensifiée épisodiquement sous l'effet de processus physiques. Sont-elles associées aux orages géomagnétiques ? Pour le vérifier, il est nécessaire de comparer l'évolution temporelle de ce mode avec des indices géomagnétiques. Le coefficient de corrélation de l'évolution temporelle du mode 1 donne 0.78 avec l'indice géomagnétique D_{st} , 0.85 avec l'indice AE (cf. Figure 3.24), 0.54 avec l'indice Am et 0.77 avec le paramètre vB_S^5 (en tenant compte du décalage de 1 heure entre sa mesure au point de Lagrange L1 par le satellite ACE⁶ et l'effet mesuré à la surface de la Terre). Ce dernier décrit l'efficacité de la reconnection au niveau de la magnétopause, et constitue donc un traceur indirect de l'intensification des électrojets auroraux. La Figure 3.25 compare les évolutions temporelles du mode temporel $u_1(t)$ et du paramètre vB_S : nous pouvons observer une forte similarité entre les différentes structures.

Interprétation

Le processus décrit par ce mode est bien corrélé à l'indice AE qui est un indice mesurant l'intensification de l'activité aurorale et, au paramètre vB_S . Notons, en particulier, qu'il décrit un phénomène stationnaire avec de brusques excursions positives.

La double structure suggère la présence de deux courants. L'Équation 3.5 permet de trouver le sens de propagation des courants qui compose cette structure : l'un se propage dans le sens Est et l'autre dans le sens Ouest. L'orientation de ces courants et leur localisation ne sont pas sans rappeler les électrojets auroraux (cf. Figure 3.26), qui résultent de l'activité solaire et qui sont la signature sur Terre des courants de Birkeland. Ce processus est typiquement caractéristique du couplage entre le vent solaire et la magnétosphère.

Ce mode possède une forte ressemblance avec les modes 2 et 3 du référentiel géodésique, dont nous avons supposé qu'ils décrivaient la contribution des électrojets auroraux. Pour

⁵ v étant la vitesse du vent solaire et B_S la composante Sud du champ IMF, notée B_z . $B_S = -B_z$ quand $B_z < 0$ et $B_S = 0$ quand $B_z > 0$

⁶<http://cdaweb.gsfc.nasa.gov/>

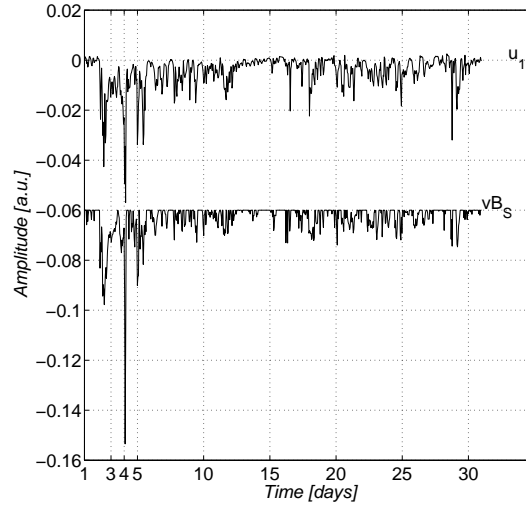


FIG. 3.25: **Comparaison entre paramètre vB_S et l'évolution temporelle $u_1(t)$ du mode 1 (pour le mois de Mai 1998).** Un important orage géomagnétique s'est produit le 04 mai 1998. Le coefficient de corrélation entre les deux signaux est égal à 0.77. Le signal vB_S a été translaté verticalement pour une meilleure visualisation, et a été retardé d'une heure pour tenir compte du délai qui s'écoule entre sa mesure au point de Lagrange L1 et la valeur qu'elle devrait prendre au niveau de la magnétopause.

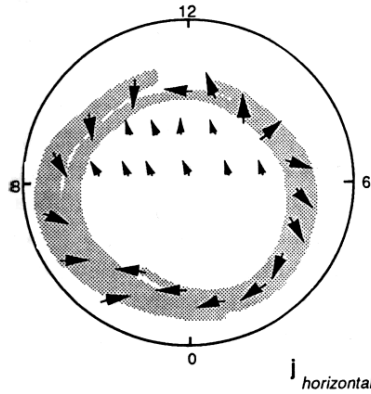


FIG. 3.26: **Courant ionosphérique horizontal.** (source : (Kivelson & Russell, 1995))

illustrer cela, nous traçons sur la Figure 3.27 l'évolution temporelle du mode 1 (réf. Soleil-Terre) en fonction de l'évolution du terme A^* , qui définit l'enveloppe des modes temporels 2 et 3 (réf. géodésique) : le coefficient de corrélation est égal à 0.93. Dans ce dernier référentiel, il fallait deux modes conjugués pour décrire les électrojets, puisque ces derniers se déplacent au-dessus du globe, alors qu'un seul mode suffit ici. Cela nous montre à quel point le choix du référentiel est important pour mettre en évidence tel ou tel phénomène.

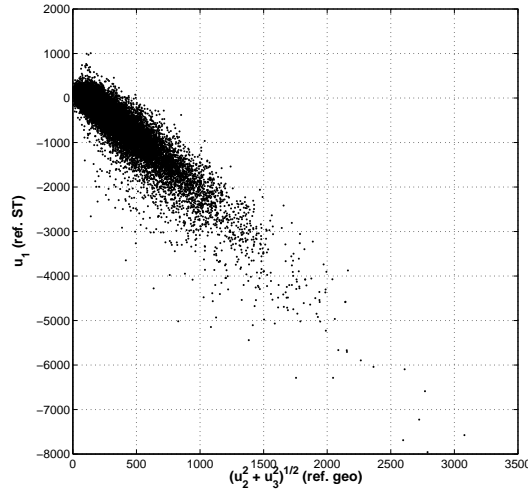


FIG. 3.27: Comparaison de 2 modes obtenus l'un (modes 2 et 3) dans le référentiel géodésique et le second (mode 1) dans le référentiel Soleil–Terre.

3.4.4 Mode 2

Description

Le mode 2 (cf. Figure 3.28) contient 17 % de l'énergie du signal. Ce mode affecte particulièrement le côté couchant de la magnétosphère (de 12:00 à 00:00 MLT) et, est intense sur une bande de latitude magnétique qui s'étend de 60 à 80°. Le maximum d'intensité est atteint entre 16:00 et 20:00 MLT.

L'évolution temporelle $u_2(t)$ présente une forte composante saisonnière. En effet, cette structure de courant semble être présente uniquement en été et disparaître en hiver. Le coefficient de corrélation vaut 0.77 avec l'indice D_{st} , 0.78 avec le paramètre vB_S et 0.43 avec l'indice AE.

Interprétation

La forte variation saisonnière et la structure spatiale suggèrent que nous sommes ici en présence d'une structure associée à la variation de la conductivité ionosphérique. En été, la photoionisation est plus importante dans la région E de l'ionosphère aux hautes latitudes, ce qui explique cette intensification du champ du côté après-midi de la magnétosphère. En effet, la conductivité ionosphérique est sensible au changement de l'angle de zénith solaire et aux flux en rayons X mous et UV du Soleil. La période d'ensoleillement estival favorise une intensification de la conductivité en été.

Notons qu'en plus de la variation saisonnière, ce mode présente tout comme le précédent, de fréquentes excursions, qui sont ici négatives. Ces excursions coïncident avec ceux du mode 1, ce qui laisse supposer que les modes 1 et 2 décrivent le même processus. Ces excursions deviennent plus nombreuses vers la fin de la séquence, ce qui correspond à la phase ascendante du cycle d'activité solaire.

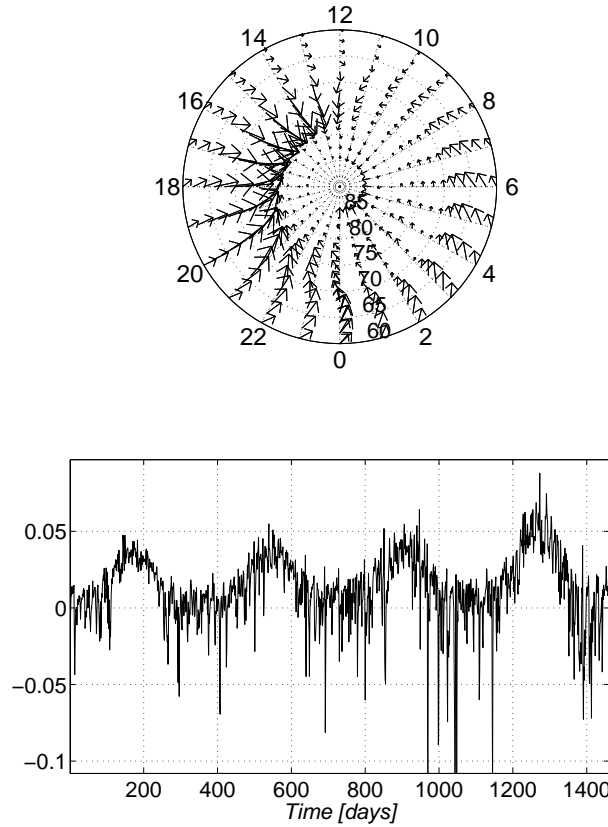


FIG. 3.28: **Mode spatio-temporel 2.** Nous représentons la structure spatiale (en haut) de 60° à 90° de latitude magnétique. La figure du bas représente l'évolution temporelle associée (donnée en unité arbitraire) au temps magnétique local 12 MLT. La période commence le 1^{er} janvier 1996 et s'étend jusqu'au 31 décembre 1999.

3.4.5 Mode 3

Description

Le mode 3 (cf. Figure 3.29) contient 6.5 % de l'énergie du signal. Ce mode affecte particulièrement les régions de très haute latitude (de 70° à 85°). Une autre structure est visible également en basse latitude ; ces deux courants circulent en sens opposé.

Sur l'évolution temporelle $u_3(t)$, nous pouvons observer une évolution saisonnière également. Le processus décrit par ce mode semble être uniquement hivernal et s'affaiblit en été.

Interprétation

L'interprétation de ce mode est délicate car il suggère la fermeture des courants ionosphériques et/ou magnétosphériques dans la calotte polaire, c'est-à-dire au-delà de l'ovale auroral : ce courant est porté par deux observatoires seulement qui peuvent introduire un biais. Un courant semblable, appelé courant polaire, a déjà été identifié par Schunk & Nagy (2002) mais pas avec une telle modulation saisonnière.

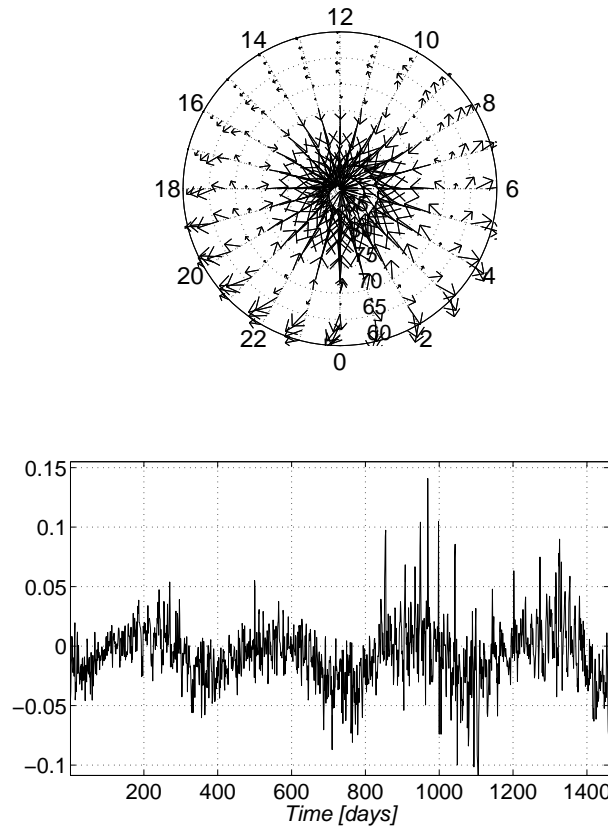


FIG. 3.29: **Mode spatio-temporel 3.** Nous représentons la structure spatiale (en haut) de 60 à 90° de latitude magnétique. La figure du bas représente l'évolution temporelle associée (donnée en unité arbitraire) au temps magnétique local 12 MLT. La période commence le 1^{er} janvier 1996 et s'étend jusqu'au 31 décembre 1999.

3.4.6 Mode 4

Description

Le mode 4 (cf. Figure 3.30) contient 3.14 % de l'énergie du signal. La structure spatiale $v_4(\mathbf{r})$ est nettement plus complexe, et suggère de multiples courants. Du côté couchant (de 12:00 à 00:00 MLT), nous pouvons observer deux courants : l'un aux hautes latitudes (de 70 à 85°) et le second aux latitudes moyennes (de 60 à 70°) en sens opposé. Du côté levant, nous observons trois courants : le premier aux très hautes latitudes (de 80 à 85°), le second aux hautes latitudes (de 70 à 80°), et le troisième entre 60 et 70°.

Selon le profil temporel associé, cette structure spatiale change de signe périodiquement, à savoir tous les 6 mois ; cela signifie que le sens de ces courants s'inverse tous les 6 mois. L'évolution temporelle présente une autre propriété : en effet, nous pouvons observer une intensification des effets non-stationnaires au fur et à mesure que nous progressons dans l'échelle de temps (vers le maximum solaire).

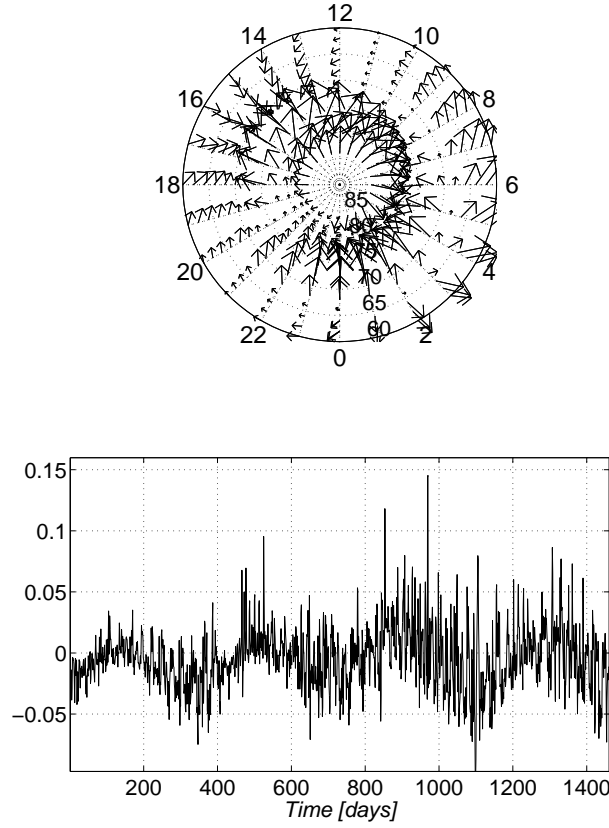


FIG. 3.30: **Mode spatio-temporel 4.** Nous représentons la structure spatiale (en haut) de 60 à 90° de latitude magnétique. La figure du bas représente l'évolution temporelle associée (donnée en unité arbitraire) au temps magnétique local 12 MLT. La période commence le 1^{er} janvier 1996 et s'étend jusqu'au 31 décembre 1999.

Interprétation

Ce mode est également très délicat à interpréter ; il montre essentiellement des courants circulant dans l'ovale auroral. Son évolution temporelle est similaire à celle du mode 3. Nous pouvons penser que ces modes sont, à peu de chose près, conjugués et représentent un processus identique.

3.4.7 Modes d'ordre supérieur

Les autres modes spatio-temporels ($k \geq 5$) contiennent nettement moins d'énergie (inférieure à 1% chacun). Ils présentent des structures fines, à la fois, en temps et dans l'espace, caractéristiques d'inhomogénéités qui sont complexes à interpréter. En effet, les structures n'ont pas de signification physique particulière, et sont difficilement interprétables en termes de processus physiques.

3.4.8 Le choix de la résolution temporelle

En quoi la résolution temporelle joue-t-elle un rôle dans les résultats obtenus ? Nous verrons dans cette section que ces derniers diffèrent suivant la résolution choisie.

Dans cette Section, nous utilisons le même jeu de données, mais avec une résolution temporelle de 1 heure ; les effets ionosphériques et magnétosphériques ainsi que la variation diurne sont alors, pour la plupart, pris en compte dans l'analyse. L'un des objectifs est la mise en évidence de la convection ionosphérique.

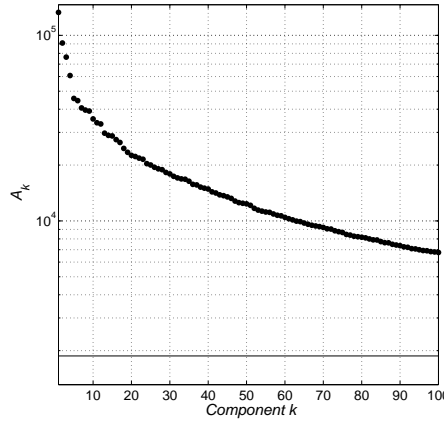


FIG. 3.31: **Distribution des poids issue de la SVD dans le référentiel Soleil–Terre pour une résolution temporelle d’une heure** : ce spectre montre 100 poids (sur 2 160).

Sur la Figure **3.31**, nous montrons les 100 premiers poids sur les 2 160 disponibles. Évaluons le nombre de modes significatifs. En considérant l’hypothèse du bruit blanc affectant tous les observatoires, le nombre k est déterminé à partir de l’Équation **2.12** tel que : $A_k \simeq \sigma\sqrt{M}$ (soit dans notre cas, $A_k \simeq 1872$ pour $\sigma = 10$ et $M = 35\,064$). Nous évaluons ce nombre k à 318 et, nous présumons que l’ensemble de ces 318 modes concentre l’essentiel des propriétés physiques contenues dans ce jeu de données.

Cette figure révèle que quelques poids se détachent nettement. Les 4 premiers modes représentent à peine 55 % de l’énergie du signal. C’est moins que la valeur que nous avons calculé précédemment (80 % de l’énergie du signal) : cela signifie que davantage de termes sont requis pour décrire la contribution des effets ionosphériques et magnétosphériques à l’échelle de l’heure.

Parmi les 6 premiers modes, nous choisissons d’en montrer 2. Le premier est identique au mode 1 du précédent jeu de données (cf. Figure **3.23**). Ce résultat est compréhensible étant donné l’importance de la contribution des électrojets ainsi que le fait que ceux-ci se manifestent même avec une résolution de l’ordre de 24 heures.

Les modes 2 et 3 sont eux aussi de la même nature que ceux obtenus précédemment. Nous nous concentrerons en revanche sur les modes 4 et 5, qui présentent une structure particulière.

Le mode 4 (cf. Figure **3.32**, à gauche) contient 5 % de l’énergie du signal. Nous obtenons deux bandes continues du côté levant de la magnétosphère : l’une à 65° de latitude magnétique à 00:00 MLT et l’autre à 75° à 12:00 MLT.

En additionnant la structure de ce mode avec celle du mode 1, nous observons le déplacement du système de courant situé dans l’ovale auroral vers l’équateur magnétique. Le coefficient

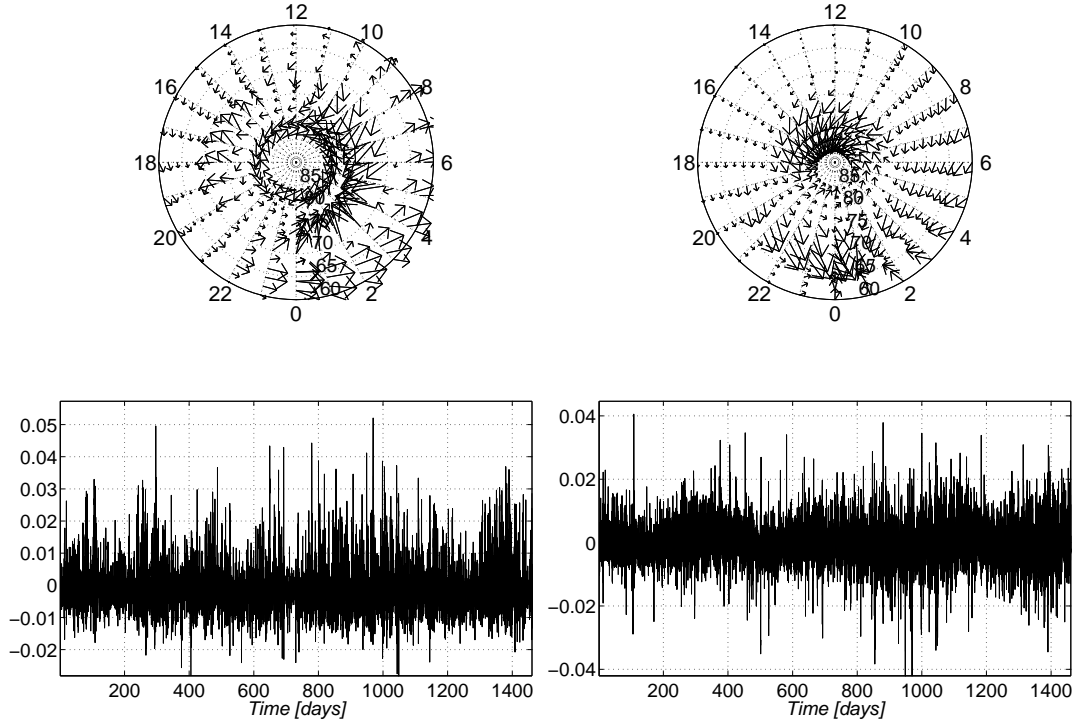


FIG. 3.32: **Modes spatio-temporels 4 et 5** : pour une résolution temporelle d'une heure.

de corrélation avec l'indice D_{st} (soit 38 %) est assez faible, ce qui implique que d'autres processus, autres les orages géomagnétiques notamment, sont en jeu dans le déplacement de l'ovale. Nous avons évalué le déplacement moyen de l'ovale auroral entre une période calme et une période de forte activité géomagnétique à 5° .

Le mode 5 (cf. Figure 3.32, à droite) contient 4 % de l'énergie du signal. La structure spatiale $v_5(\mathbf{r})$ suggère la contribution de deux courants différents très localisés. Le premier se trouve à 80° de latitude magnétique à 12:00 MLT et le second est à 70° de latitude magnétique et est centré à 00:00 MLT.

Or, le cornet polaire est généralement situé à 80° de latitude magnétique à 12:00 MLT. Le courant polaire dépend fortement de l'intensité du champ magnétique interplanétaire et donc, de la précipitation de particules. Le second courant s'observe uniquement dans la partie nuit et est localisé à 70° de latitude magnétique et semble être une contribution de la projection sur Terre du courant de traversée de queue. Ce courant de queue constitue le lien magnétique entre la région polaire et le lobe Nord de la queue magnétosphérique.

3.4.9 L'influence des régimes de l'activité géomagnétique

Comme précédemment, il reste à déterminer si les modes SVD varient en fonction de l'intensité de l'activité géomagnétique, et s'il existe-t-il des structures spatio-temporelles propres à chacun des régimes d'activité.

Nous construisons deux sous-ensembles (i.e. deux bases de données) à partir des données du référentiel Soleil-Terre ; chaque ensemble correspond à un régime d'activité (périodes de forte activité et de faible activité), suivant que l'indice D_{st} est inférieur ou supérieur à -25

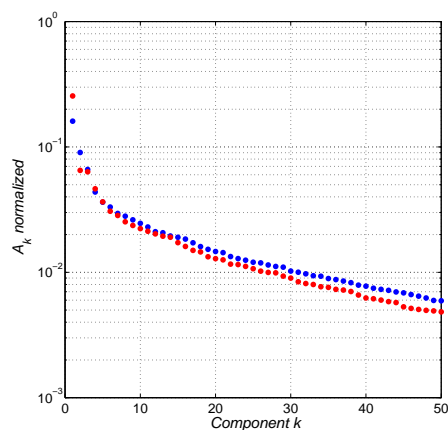


FIG. 3.33: **Distributions des poids issues de la SVD dans le référentiel Soleil-Terre.** Ce spectre montre 50 poids (sur 2 160) pour une période d'activité calme (en bleu) et de forte activité (en rouge).

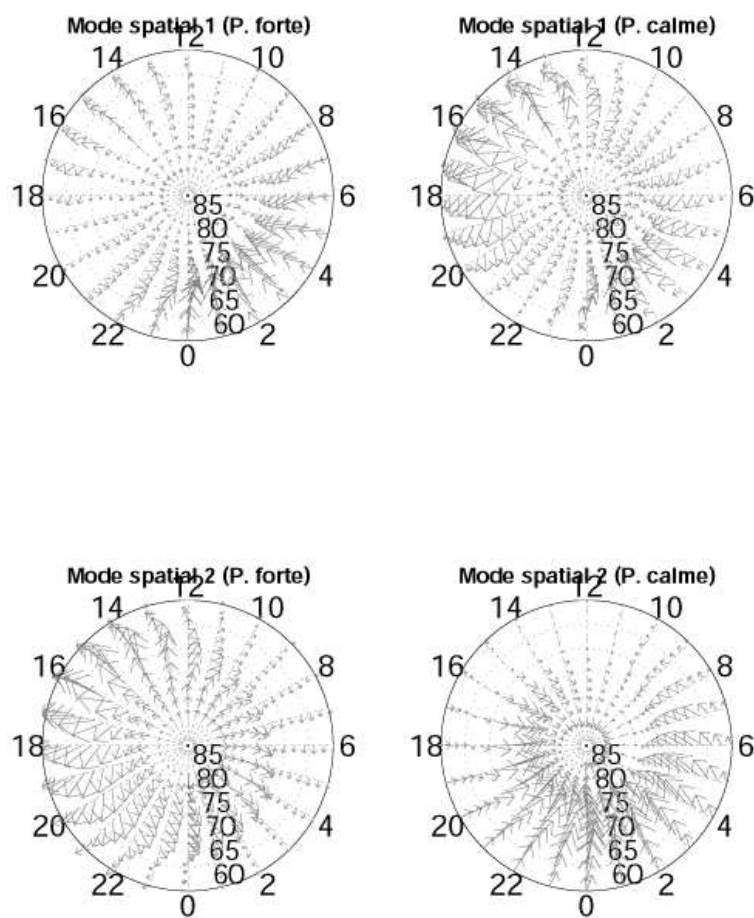


FIG. 3.34: **Comparaison des régimes d'activité :** activité forte (à gauche) et activité calme (à droite) pour les modes 1-2. Les structures spatiales sont normalisées chacune dans leur propre base.

nT.

Si nous comparons la structure spatiale du mode 1 obtenu dans les deux cas (cf. La Figure 3.33), nous observons de fortes différences. En particulier, la contribution du champ du côté soir et à moyenne latitude est nettement plus importante en période calme. Ce résultat illustre la difficulté associée à l'interprétation des modes SVD (cf. Figure 3.34), qui dans ce cas, semble capter simultanément plusieurs processus physiques.

3.4.10 Les structures spatio-temporelles suivant les saisons géophysiques

L'une des applications possibles est de déterminer si la saison géophysique joue un rôle quelconque dans les structures spatio-temporelles du champ géomagnétique. Nous avons défini préalablement les saisons géophysiques dans la Section 3.3.

L'allure de la distribution des poids est sensiblement identique quelque soit la saison géophysique considérée. Nous observons que le mode 1 est commun à toutes les saisons géophysiques : nous observons la double structure de courant, mais il existe certaines variations qui se caractérisent par des intensifications, en particulier du côté soir. Au-delà du mode 1, il faut prendre des précautions car nous touchons à la complexité des dynamiques magnétosphérique et ionosphérique, et l'interprétation de ces modes doit prendre en compte les propriétés spécifiques observées en période calme et en période de forte activité.

3.4.11 L'ICA

La SVD repose sur les moments statistiques d'ordre inférieur ou égale à 2 et est basée sur l'orthogonalité des modes. En imposant l'indépendance des modes avec l'ICA, nous nous intéressons également aux moments statistiques supérieurs à 2, en particulier sur la non-gaussianité des signaux sources qui permet une meilleure séparation. Est-il possible qu'en utilisant cette méthode, nous parvenions à séparer davantage certains processus ?

A priori, cette méthode devrait être utile dans le référentiel Soleil-Terre, car la Terre tournant sur elle-même toutes les 24 heures, les effets de certains processus physiques sont moyennés et homogénéisés, et la non-stationnarité observée dans le référentiel est naturellement éliminée ; nous observons une cyclo-stationnarité dans le référentiel Soleil-Terre. Nous observons le même mode 1, représentant l'activité solaire, ainsi que le mode 2, caractérisant la contribution de la conductivité ionosphérique. Les autres modes définissent des processus essentiellement saisonniers qui apparaissent soit en été, soit en hiver. La comparaison des modes obtenus par SVD ou ICA demande une analyse plus fine.

3.5 Conclusion

Différentes analyses spatio-temporelles ont été effectuées en géophysique mais dans des contextes très particuliers. Par exemple, dans la recherche de processus liés à l'évolution des sous-orages géomagnétiques (Sun *et al.*, 1998; Valdivia *et al.*, 1999; Vassiliadis *et al.*, 2002), ou dans le cadre de la détection des micro-pulsations géomagnétiques (Yamada, 2002). Dans tous les cas, ces recherches se font toujours dans une bande de latitudes (géographiques ou géomagnétiques) donnée ou des régions restreintes.

Nous avons tenté dans ce chapitre d'effectuer une analyse spatio-temporelle en tenant compte d'un grand nombre d'observatoires. Ainsi, l'utilisation de deux référentiels différents (les référentiels géodésique et Soleil-Terre) offre une approche complémentaire. En effet, dans

certains cas, nous pouvons établir un lien entre certains courants, observés par ces deux référentiels, et établir donc un couplage entre les effets observés sur Terre et les conditions ionosphériques et magnétosphériques.

Ainsi, nous avons mettre en évidence des modes très caractéristiques, tels que :

- une composante interne : la contribution de la déclinaison du champ géomagnétique ;
- plusieurs composantes externes : les contributions
 - des électrojets auroraux ;
 - du courant en anneau ;
 - de la conductivité ionosphérique ;

Notre étude a permis d'isoler la contribution de la déclinaison du champ géomagnétique, ce que d'autres méthodes permettent difficilement. La séparation d'une composante interne du champ pourrait être un élément utile pour les géophysiciens pour comprendre les phénomènes sous-jacents à la dynamique du globe terrestre (un exemple est donné dans le Chapitre 4). En plus de la contribution interne du champ, nous avons mis en évidence les signatures des courants de l'environnement terrestre, en particulier les électrojets auroraux (dans les référentiels géodésique et Soleil–Terre) et le courant en anneau (dans le référentiel géodésique).

Détection de soubresauts géomagnétiques

Dans ce chapitre, nous allons étendre l'analyse multivariée du champ géomagnétique à l'étude de phénomènes qui se déroulent sur de plus longues échelles de temps.

4.1 Introduction

Il était admis jusqu'à une période récente que les sources de courant internes (à la Terre) n'évoluaient que sur des échelles de temps de quelques années (Courillot & Le Mouél, 1988). Mais il y avait cependant des indices qui laissaient entendre que des changements rapides d'origine interne pouvaient se produire sur des périodes de quelques mois (Courillot *et al.*, 1978; Malin & Hodder, 1982). Ces perturbations brusques du champ géomagnétique, mises en évidence par Courillot *et al.* (1978), appelées *soubresauts géomagnétiques* ou *secousses de la variation séculaire*, se manifestent par une discontinuité de la dérivée d'ordre 2 du champ géomagnétique et ont fait l'objet de nombreuses publications (Courillot & Le Mouél, 1976; Malin & Hodder, 1982; Courillot & Le Mouél, 1984; McLeod, 1985; Gavoret *et al.*, 1986; Golovkov *et al.*, 1989; Alexandrescu *et al.*, 1995, 1996; Bellanger, 2002). Cependant, Alldredge (1984, 1985) mettait en doute l'existence même de ces soubresauts, objectant qu'ils pouvaient être un artefact de la méthode d'analyse proposée par Malin & Hodder (1982). Dans l'hypothèse où ils étaient bien réels, il en contestait l'origine interne : selon lui, l'écran électromagnétique que constitue le manteau terrestre, conducteur de l'électricité, rendait impossible la transmission à la surface de la Terre d'impulsions magnétiques rapides provenant du noyau.

Plusieurs soubresauts (cf. Annexe A) ont été répertoriés depuis le début du XX^{ième} siècle. Les observations sont cohérentes d'un observatoire à l'autre, tant du point de vue de la date des événements que de l'intensité. Au moins 6 soubresauts ont été clairement identifiés à ce jour : en 1901, 1913, 1925, 1969, 1978 et 1991. Les événements de 1969 et de 1978 sont considérés comme des soubresauts globaux, car ils sont observés sur l'ensemble du globe terrestre, alors que les autres affectent une région restreinte du globe. Il semble qu'un dernier soubresaut ait été identifié à la fin du XX^{ième} siècle, en 1998–99 (Mandea *et al.*, 2000).

L'origine interne des soubresauts est désormais acceptée, mais la perturbation engendrée est très faible et leur analyse demande une extrême attention. La procédure consiste habituellement à ajuster plusieurs droites (ou pentes) à une composante du champ géomagnétique (le soubresaut est repéré par un changement de pente) ou encore à écrire une décomposition tronquée du champ en harmoniques sphériques et ensuite, à les analyser. Plus récemment,

divers auteurs ont utilisé des outils plus sophistiqués tels que la transformation en ondelettes, qui s'avère bien adaptée à l'étude quantitative de discontinuités. Cela a permis non seulement de confirmer les résultats précédents mais également d'identifier deux soubresauts supplémentaires (en 1932 et 1949) qui sont uniquement observables sur une partie restreinte du globe.

4.2 Problématique

Comment une méthode de décomposition telle que la SVD¹ pourrait contribuer à l'étude de ce genre de phénomènes ? Nous avons vu que cette méthode convient bien à l'extraction de structures qui sont cohérentes dans le temps et dans l'espace, sans imposer *a priori* de modèle particulier (d'autant plus que nous ignorons la structure spatiale des soubresauts géomagnétiques). Or les soubresauts, s'ils ont une faible amplitude, sont en revanche très cohérents dans le temps et dans l'espace, puisqu'ils affectent un grand nombre d'observatoires simultanément et évoluent sur des échelles de temps de l'ordre de plusieurs années. Nous nous attendons donc logiquement à les voir apparaître dans des modes relativement énergétiques.

La SVD présente un second atout. Il n'est pas facile *a priori* de savoir quelle composante du champ géomagnétique sera préférentiellement affectée par les soubresauts : en Europe centrale, c'est généralement la composante B_y qui est analysée, car elle est la moins affectée par les perturbations d'origine externe. En appliquant donc la SVD simultanément aux trois composantes du champ, nous laissons à la méthode le choix de pondérer les composantes en fonction de leur cohérence spatio-temporelle. Nous verrons que la pondération des composantes variera avec les coordonnées de l'observatoire.

Le principal objectif de ce chapitre est de séparer, dans un premier temps, les champs suivant leur origine (interne ou externe), et ensuite de rechercher les soubresauts parmi le(s) mode(s) temporel(s) $u_k(t)$ (issu(s) de la SVD) décrivant les processus internes. Pour les détecter, nous utiliserons les propriétés de la transformation en ondelettes (cf. Annexe E).

Nous aborderons ensuite les questions suivantes :

- **l'effet de la propagation** : les méthodes de décomposition telles que la SVD ne conviennent en principe qu'à la description de phénomènes spatio-temporels instantanés (i.e. dont on néglige les effets du temps de propagation). Doit-on dès lors limiter l'analyse à une région restreinte du globe pour atténuer les effets de la propagation ou peut-on l'étendre à l'ensemble de la Terre ?
- **le choix des composantes** : pour un observatoire géomagnétique donné, quelle(s) est(sont) le(s) composante(s) du champ géomagnétique qui mettent le mieux en évidence les soubresauts ?

4.3 Les données utilisées

Pour mettre en évidence des phénomènes aussi lents, nous devons considérer des séries temporelles relativement longues : nous faisons le choix d'analyser 34 années de données géomagnétiques (du 1^{er} janvier 1966 au 31 décembre 1999) avec une résolution temporelle

¹L'ICA est à exclure car elle suppose des signaux stationnaires, ce qui n'est pas le cas du champ géomagnétique.

d'un mois (cf. Annexe **F**), fournies par le réseau d'observatoires InterMagnet². La résolution mensuelle est suffisante pour détecter les discontinuités du champ interne (telles que les soubresauts géomagnétiques), mais permet également de s'affranchir de la plupart des contributions externes (par exemple, la variation diurne, les orages géomagnétiques, ...).

Si une meilleure résolution temporelle alourdit les calculs, en revanche elle ne modifie en rien les conclusions. Nous avons en effet vérifié que la SVD du même jeu de données, mais en considérant une résolution horaire, conduit aux mêmes conclusions. Plus exactement, les modes les plus énergétiques (ceux qui décrivent la contribution dominante du champ interne) ne sont point affectés, hormis le fait que leur résolution temporelle passe d'un mois à une heure.

Dans le cadre de ce chapitre, nous utiliserons deux jeux de données afin d'étudier l'effet de la propagation (ou de l'extension spatiale) des processus en action : le premier jeu se limite aux observatoires européens. La proximité géographique de ces observatoires permet de supposer que l'impact des soubresauts sera instantané, sans effet de propagation. Le second jeu de données comprend, au contraire, des observatoires répartis sur l'ensemble du globe. Plus exactement, notre choix favorise ceux des observatoires qui sont les plus fortement affectés par la dérive séculaire du dipôle terrestre. Il s'agit donc des observatoires qui captent le mieux le mode SVD associé à la dérive séculaire, tel qu'il a été identifié dans le Chapitre **3** sur la Figure **3.6**. Dans ce second jeu de données, l'effet de propagation ne pourra plus être négligé. La comparaison des deux jeux de données devrait donc nous renseigner sur l'impact éventuel de la propagation des soubresauts.

Pour le premier jeu de données, nous avons 18 observatoires européens décrivant 54 composantes géomagnétiques sur 408 pas de temps (408 mois). Pour le second jeu de données, nous avons 16 observatoires de couverture mondiale représentant 48 composantes avec 408 pas de temps.

Nous prenons d'extrêmes précautions quant au choix des séries temporelles et veillons à ce qu'elles ne comportent pas de trous et/ou de données erronées qui pourraient biaiser les résultats. Contrairement à l'étude du champ précédent, nous ne soustrayons pas la moyenne temporelle afin d'inclure parmi les modes SVD le champ géomagnétique moyen (cf. Figure **3.2**).

4.4 L'analyse SVD

Comme dans le Chapitre **3**, notre étude porte sur l'analyse simultanée des trois composantes du champ géomagnétique, ce qui revient à chercher les perturbations qui affectent simultanément l'ensemble des composantes : toutefois, l'amplitude et la phase peuvent varier d'un observatoire à l'autre.

4.4.1 Une couverture européenne

Nous effectuons d'abord l'analyse sur un ensemble de 18 observatoires répartis sur l'Europe, ce qui nous permet de faire abstraction des effets de propagation.

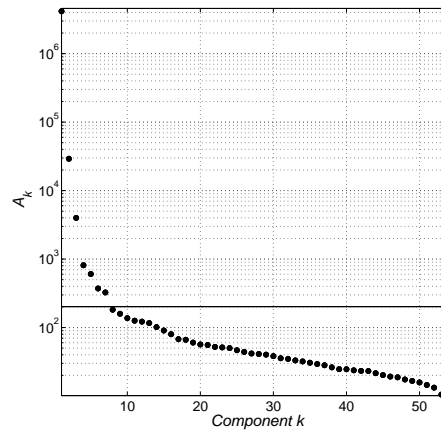


FIG. 4.1: **Distribution des poids de la SVD sur les données européennes.** Cette distribution montre 54 poids et, parmi eux, 3 modes dominants contenant plus de 99.99 % de l'énergie du signal.

La distribution des poids

La Figure 4.1 montre une distribution des poids dominée par quelques modes uniquement. Visuellement, nous observons 7 poids dominants ; ceci se note par la présence d'un coude dans la distribution des poids. Les 3 premiers poids se détachent très nettement des autres et, à eux-seuls, captent plus de 99.99 % de l'énergie totale du signal. Comme dans le chapitre précédent, nous évaluons le nombre de modes significatifs : en considérant l'hypothèse du bruit blanc affectant tous les observatoires, le nombre k est déterminé à partir de l'Équation 2.12 tel que : $A_k \simeq \sigma\sqrt{M}$ (soit dans notre cas, $A_k \simeq 200$ pour $\sigma = 10$ et $M = 408$). Nous évaluons ce nombre k à 7 et, nous présumons que l'ensemble de ces 7 modes concentre l'essentiel des propriétés physiques contenues dans ce jeu de données et sont fiables pour une analyse à long terme.

Les soubresauts géomagnétiques se manifestent par un brutal changement de pente de la variation séculaire ; ce phénomène soudain devrait donc apparaître au sein des modes décrivant le champ interne. Toutefois, comme la perturbation associée aux soubresauts est très faible, il est important de savoir *a priori* si, pour l'étudier, nous pouvons nous contenter du seul premier mode SVD (le plus intense) ou s'il faudra aussi considérer d'autres modes d'ordre supérieur. Le nombre approximatif de modes à étudier peut aisément être fixé à partir de la résolution des magnétomètres. Nous les rechercherons donc parmi les 7 premiers modes.

Les modes caractéristiques

La Figure 4.2 illustre les 3 premiers modes spatio-temporels. Sur la colonne de gauche, sont illustrées les structures spatiales de ces modes, sur la colonne du milieu sont représentées les évolutions temporelles associées, et enfin, sur la colonne de droite sont montrées ces mêmes évolutions temporelles auxquelles nous avons soustrait une dérive linéaire. Puisque la moyenne temporelle n'a pas été soustraite, le mode 1 représente la contribution du champ géomagnétique moyen (champ dépendant essentiellement des composantes B_x et B_z) sur la période 1966–1999 et contient à lui-seul plus de 99.98 % de l'énergie du signal. Sa structure

²<http://beaufix.ipgp.jussieu.fr/rech/mag/>

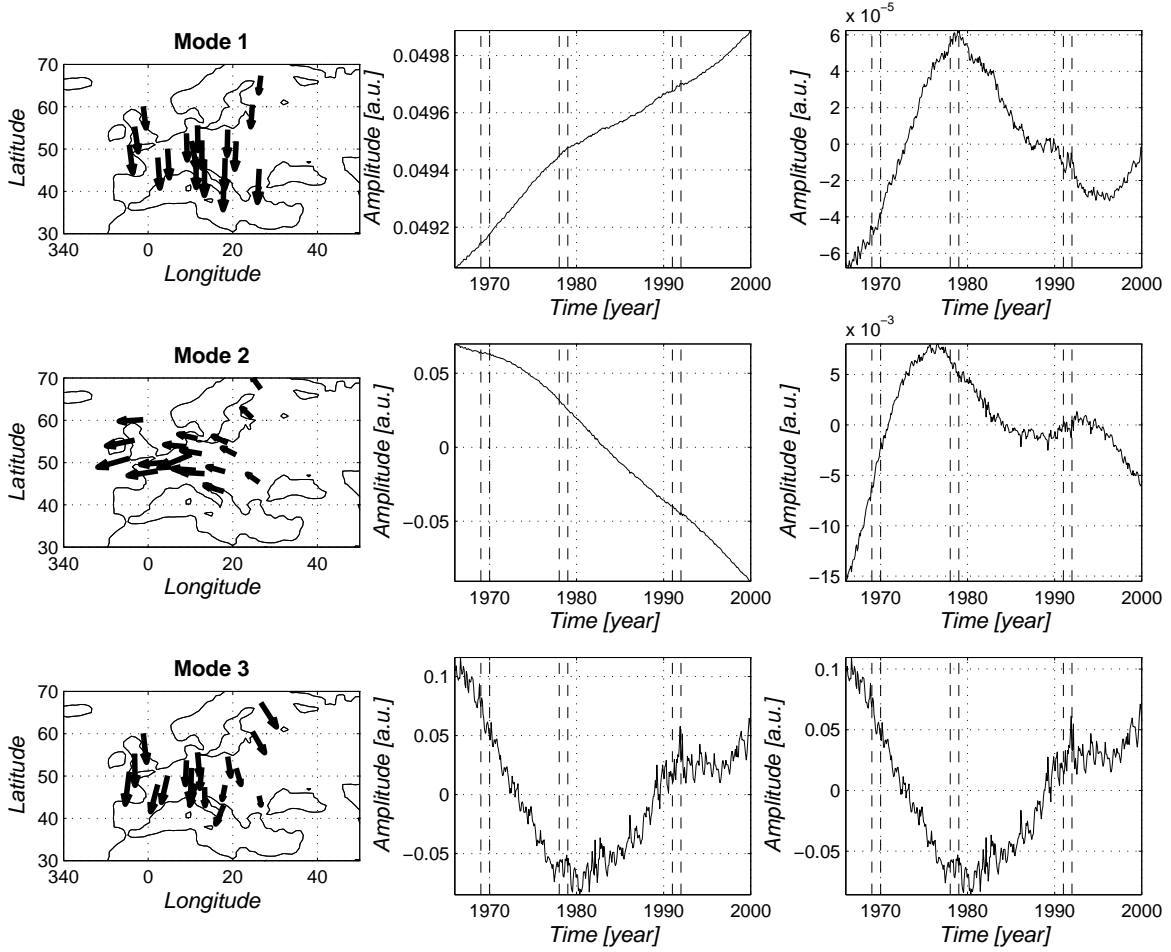


FIG. 4.2: Les 3 premiers modes spatio-temporels obtenus par application de la SVD aux données européennes du 1^{er} janvier 1966 au 31 décembre 1999. Sur la colonne de gauche, figurent les modes spatiaux, sur la colonne du milieu les modes temporels associés, et enfin sur la colonne de droite, ces mêmes modes temporels auxquels nous avons soustrait une dérive linéaire. Les traits verticaux (en pointillés) représentent l'intervalle de temps durant lequel un soubresaut géomagnétique répertorié s'est produit.

spatiale est comparable à celle qui est décrite sur la Figure 3.2. L'évolution temporelle associée au mode 1 montre que l'intensité croît légèrement sur la période de temps considérée, témoignant de la dérive séculaire du champ géomagnétique, mais l'amplitude de cette variation est très modérée (à peine de 1.2 % sur l'ensemble de la période). Le mode 2 dépend essentiellement de la composante B_y du champ et est identique au mode 1 (cf. Figure 3.6) évoqué dans la Section 3.3 du Chapitre 3 ; nous l'avons alors attribué à une contribution de la déclinaison du champ géomagnétique.

Le mode 3 révèle une évolution temporelle fort différente des deux autres, alors que sa structure spatiale semble être quasiment identique à celle du mode 1, les modes spatiaux 1 et 3 sont obligatoirement orthogonaux (cf. Équation 2.3). Cette apparente contradiction provient de la composante verticale B_z du champ magnétique, qui est prise en compte dans l'analyse, mais n'est pas représentée ici. Dans le mode 1, la composante B_z est orientée selon le champ

moyen (pointant vers la Terre pour le mode 3 et en sens opposé pour le mode 1), alors que dans le mode 3, elle est antiparallèle au champ moyen. Il en résulte une structure spatiale fort différente (le champ associé étant à peu près orienté parallèlement à l'axe du dipôle), ce qui explique l'évolution temporelle de ces modes particulière du mode 3. Ceci montre que ces modes sont les conséquences de phénomènes physiques d'origine très différente : l'un étant une contribution des champs internes et le second, une contribution probable des champs externes. La densité spectrale de Fourier du mode temporel 3 confirme la présence de variations de 6 mois et de 1 an, caractéristiques de la dynamique ionosphérique.

Les modes d'ordre supérieur à 3 décrivent des structures fort différentes, dont la cohérence spatiale et temporelle est nettement inférieure à celles des modes précédents. En particulier, la taille caractéristique des structures spatiales est inférieure à 1 000 km. Il n'est dès lors plus possible de décrire correctement des soubresauts avec de tels modes, que nous n'ignorons donc par la suite. Nous avons cependant vérifié que l'évolution temporelle de ces modes ne révèle aucun des soubresauts connus.

À ce stade, seuls les modes 1 et 2 décrivent les sources d'origine interne du champ géomagnétique.

La détection des soubresauts géomagnétique

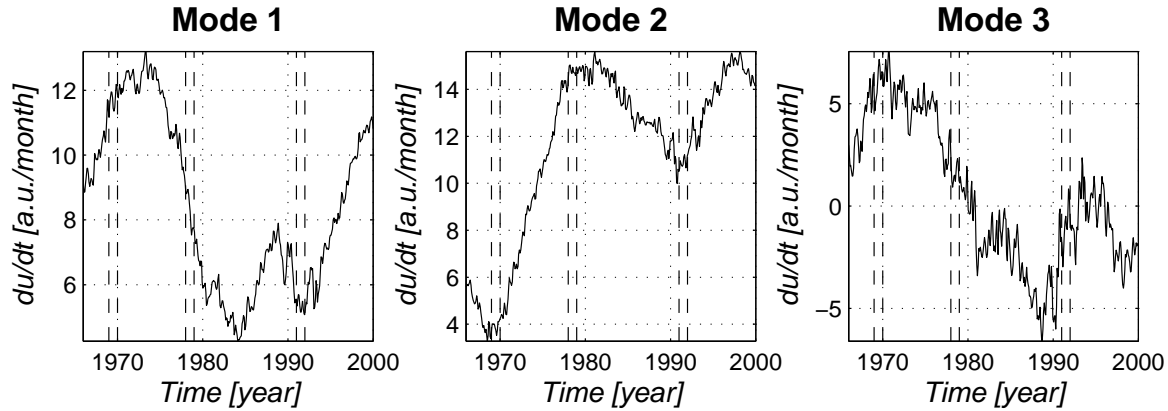


FIG. 4.3: **Dérivée première des modes temporels $u_k(t)$ (données de l'Europe).** Les traits verticaux (en pointillés) représentent l'intervalle de temps durant lequel l'un des soubresauts géomagnétiques répertoriés s'est produit.

Nous choisissons d'étudier les 2 premiers modes temporels $u_k(t)$ (qui captent à eux-seuls plus de 99.99 % de l'énergie du signal). Nous décidons d'ajuster puis de retrancher à chacune des modulations temporelles $u_k(t)$ une dérive linéaire afin de mieux mettre en lumière les soubresauts géomagnétiques (cf. Figure 4.2, colonne de droite). Nous constatons, dans ce cas, qu'aucune discontinuité n'est directement apparente sur la Figure 4.2. Alors, il s'agit pour nous de changer de stratégie.

Souvent, une des manières de faire pour observer les soubresauts est de lisser les données (typiquement une composante géomagnétique) en faisant glisser une fenêtre rectangulaire de 12 mois (principe du Boxcar) et ensuite d'en calculer la dérivée première (Bellanger, 2002). Sur la Figure 4.3, nous montrons les résultats obtenus pour chaque mode temporel. Sur le mode

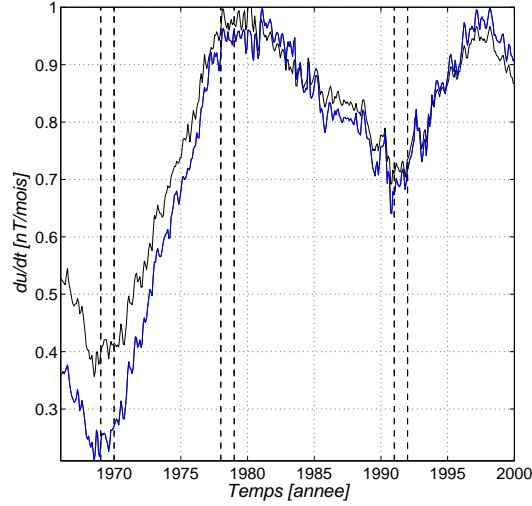


FIG. 4.4: **Dérivée première de la composante B_y de Chambon-la-Forêt (en noir) et du mode 2 (en bleu).** Chacun des signaux a été préalablement lissé en faisant glisser une fenêtre rectangulaire de 12 mois. (source : (Bellanger, 2002))

2, nous pouvons constater que des extremums (qui correspondent à des changements de pente observables sur les profils temporels $u_k(t)$) apparaissent aux temps où des soubresauts ont été détectés (en 1969, 1978 et 1991). Sur le mode 1, nous observons également des extremums mais décalés dans le temps (de l'ordre de quelques années). Peut-on établir un lien entre les discontinuités présentes dans les modes 1 et 2 ? Il est peu probable que cela soit le cas puisque le décalage temporel (et donc l'effet de propagation) est trop important, notamment pour une région géographique si restreinte. Nous pouvons raisonnablement penser qu'il s'agit de discontinuités qui correspondent à d'autres processus physiques (comportement localisé, etc...).

Généralement, dans tout système spatialement étendu et linéaire, nous nous attendons à ce que les modes SVD d'ordre supérieur à 3 détectent les inhomogénéités (telles que les discontinuités issues des soubresauts géomagnétiques, ...) qui correspondent à des structures fines dans l'espace et le temps. En effet, nous observons de tels phénomènes, mais ces derniers ne correspondent pas, non plus, aux soubresauts géomagnétiques répertoriés (mode 3), tout au plus à de nouvelles discontinuités qui peuvent être considérées, là-aussi, comme étant caractéristiques de phénomènes locaux de toute autre nature physique.

Seul le mode 2, représentatif de la déclinaison du champ géomagnétique, détecte les soubresauts géomagnétiques répertoriés en 1969, 1978 et 1991. Nous pouvons également en déceler un autre en 1998, mais la série temporelle est trop courte pour pouvoir conclure définitivement ici. Nous avons observé sur la Figure 4.2 que la structure spatiale du mode 2 est portée par la composante B_y , ce qui montre que cette composante (contrairement à la composante B_x du mode 1) semble être la meilleure composante dans le cadre de l'étude des soubresauts géomagnétiques, corroborant ainsi les travaux précédents (Courillot & Le Mouél, 1976; Malin & Hodder, 1982).

La Figure 4.4 montre la dérivée première de la composante B_y de Chambon-la-Forêt (Bellanger, 2002). La structure temporelle présente sur cette figure et celle du mode 2 présentent des similarités (le coefficient de corrélation est égal à 0.98), excepté que le mode temporel

$u_2(t)$ est davantage bruitée, du fait de l'analyse simultanée de 54 signaux pour l'obtenir. Ceci confirme le fait que le mode $u_2(t)$ est fortement porté par les composantes B_y du champ.

4.4.2 Une couverture mondiale

Nous effectuons la même analyse sur un ensemble de 16 observatoires répartis sur l'ensemble du globe et plus particulièrement dans une zone intense observable sur la Figure 3.6, où la déclinaison du champ géomagnétique produit l'effet le plus prononcé. Dans ce cas, la couverture spatiale étant plus étendue, nous nous attendons à devoir inclure davantage de modes spatio-temporels pour décrire la dynamique du champ. Dans le cas de l'existence d'un effet de propagation des soubresauts, il faut s'attendre à ce que ces derniers apparaissent dans plusieurs modes.

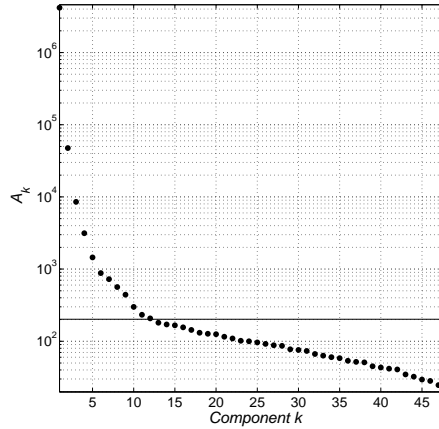


FIG. 4.5: **Distribution des poids de la SVD sur les données du globe.** Cette distribution montre 48 poids et, parmi eux, 9 modes dominants contenant plus de 99.99 % de l'énergie du signal.

La distribution des poids

La Figure 4.5 montre une distribution des poids dominée, comme précédemment, par quelques modes uniquement. En effet, nous remarquons un coude dans la distribution indiquant que 9 modes prédominent dans ce jeu de données ; cela sous-entend que, approximativement, ces 9 modes captent les principales caractéristiques de ce jeu de données. En effet, l'Équation 2.12 est vérifiée pour $k = 9$.

Comme dans l'exemple précédent, la résolution des magnétomètres nous permet de fixer un seuil à 200. Cela nous autorise à concentrer l'étude sur 11 premiers modes uniquement. Les soubresauts, ayant la propriété d'une bonne cohérence spatio-temporelle, sont à rechercher parmi les modes les plus énergétiques.

Les modes caractéristiques

Comme précédemment, le mode 1 est la contribution du champ géomagnétique moyen sur la période considérée (cf. Figure 3.2). Son évolution temporelle montre une légère augmentation de ce champ moyen, là-aussi à peine de 1.2 % sur la période 1966–1999. Le mode

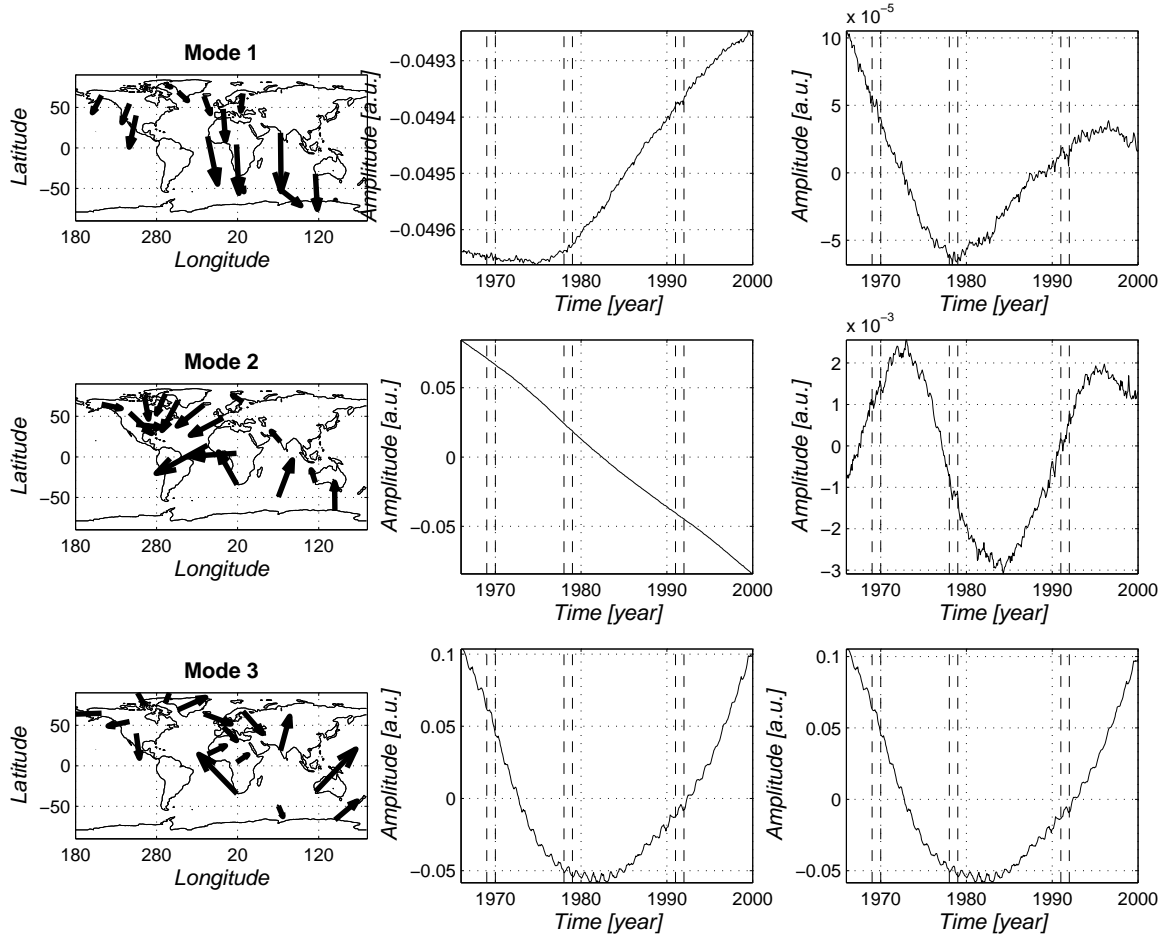


FIG. 4.6: Modes spatio-temporels sur les données mondiales du 1^{er} janvier 1966 au 31 décembre 1999.

2 reproduit bien la structure spatiale des Figures 3.6 et 4.2 et peut être interprété comme étant la contribution de la déclinaison du champ géomagnétique. Le mode 3 (et même le mode 4) constitue une légère correction au mode 2 ; ceci s'explique par le fait que la dérive du dipôle est importante sur un intervalle de temps aussi long ; dans le cas contraire, nous obtenons un mode unique (cf. Chapitre 3). Ces 3 modes décrivent des modes de Fourier et donc, les contributions du champ interne.

Pour l'essentiel, nous captons les mêmes modes que ceux de la section précédente, ce qui montre que les processus captés sont cohérents dans l'espace et le temps, indépendamment de toute couverture spatiale ; nous n'isolons pas de processus qui dépendraient d'une dynamique régionale mais de dynamique qui affecte l'ensemble du globe terrestre.

La détection des soubresauts

Nous décidons d'ajuster puis de retrancher à chacune des modulations temporelles $u_k(t)$ ($k = 1, 2, 3$) une dérive linéaire afin de mieux observer les soubresauts (cf. Figure 4.6, colonne de droite). Les modes 1 et 2 sont très proches de ceux observés dans l'exemple précédent,

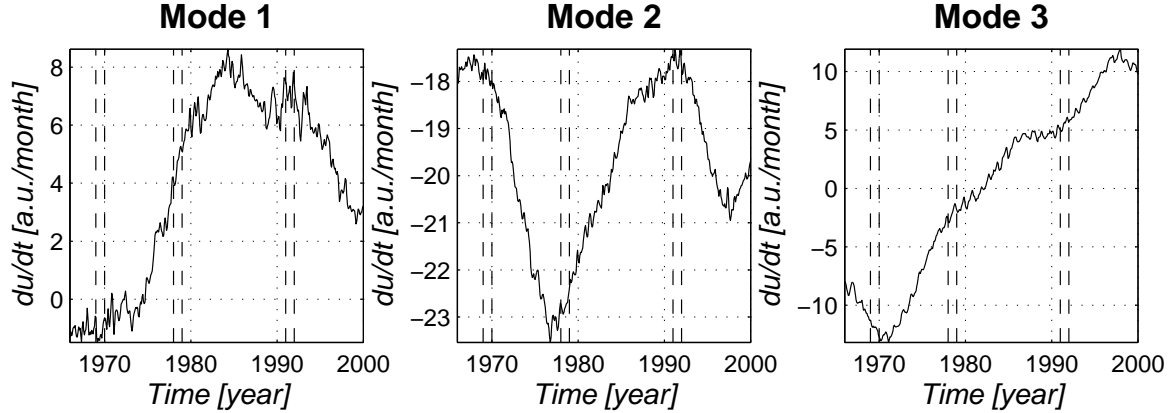


FIG. 4.7: Dérivée première des modes temporels $u_k(t)$ (données mondiales).

tant en structure spatiale qu'en évolution temporelle. Nous pouvons donc raisonnablement conclure qu'ils décrivent comme précédemment le champ magnétique moyen et la dérive séculaire.

Le mode 3 diffère au contraire de celui de l'exemple précédent. Nous limiterons donc notre comparaison des deux jeux de données à l'étude des modes 1 et 2.

Comme précédemment, nous décidons de calculer la dérivée première après avoir lissé les données sur 12 mois. Sur la Figure 4.7, nous montrons les résultats obtenus pour chacun des 3 modes temporels.

Contrairement à la Figure 4.3, les résultats sont moins probants. Sur le mode 2, nous détectons uniquement 2 des 3 soubresauts géomagnétiques répertoriés (en 1978 et 1991) avec, éventuellement, un autre en 1998. Sur les 2 autres modes, nous observons également une série de discontinuités, décalées là-aussi dans le temps (de l'ordre de quelques années), mais il est peut probable qu'elles correspondent aux soubresauts, compte du trop long décalage temporel.

Pour résumé, en comparant les Figures 4.3 et 4.7, le seul mode qui capte les soubresauts géomagnétiques répertoriés (en 1969, 1978 et 1991) correspond au mode 2 décrivant la déclinaison du champ géomagnétique. À ceux-ci, semble s'ajouter un nouveau soubresaut en 1998 qui a été récemment identifié par Manda *et al.* (2000) et Bellanger (2002). Le mode 1, représentant le champ géomagnétique moyen, ne capte aucun soubresaut connu.

Nous déduisons que les soubresauts géomagnétiques sont détectés uniquement à partir du mode caractéristique de la déclinaison du champ géomagnétique. Le champ moyen, qui exprime une modulation, ne capte pas ce type de processus. Au-delà de l'ordre 3, nous observons des structures fines à la fois en temps et dans l'espace, difficiles à interpréter physiquement ; généralement, elles reflètent le comportement singulier d'un nombre limité d'observatoires.

4.5 La transformation en ondelettes

Les résultats qui précèdent nous montrent une variété de discontinuité dont l'identification reste cependant relativement délicate en raison du fort niveau de bruit. Il nous manque ici une méthode plus rigoureuse pour détecter les soubresauts et les quantifier. Or la méthode

de la régression des arêtes, basée sur la transformation en ondelettes, est un outil récent bien adapté à ce genre d'analyse (Arneodo *et al.*, 1995).

Nous ferons notre analyse suivant :

- une comparaison entre les différents modes SVD ;
- une comparaison entre les résultats obtenus à partir de deux jeux de données ;
- une comparaison des résultats suivant le type de composantes utilisées.

4.5.1 La détection des soubresauts par transformation en ondelettes

Suite aux résultats de la section précédente, nous nous concentrerons sur le mode temporel $u_2(t)$ issu de la SVD (cf. Figure 4.2) effectuée sur les trois composantes du champ géomagnétique mesurées par des observatoires européens. Pour la détection des soubresauts, nous utilisons une transformation en ondelettes basée sur une ondelette de Daubechies d'ordre 1 (cf. Annexe D), car celle-ci est la mieux adaptée à la détection du type de discontinuité attendu.

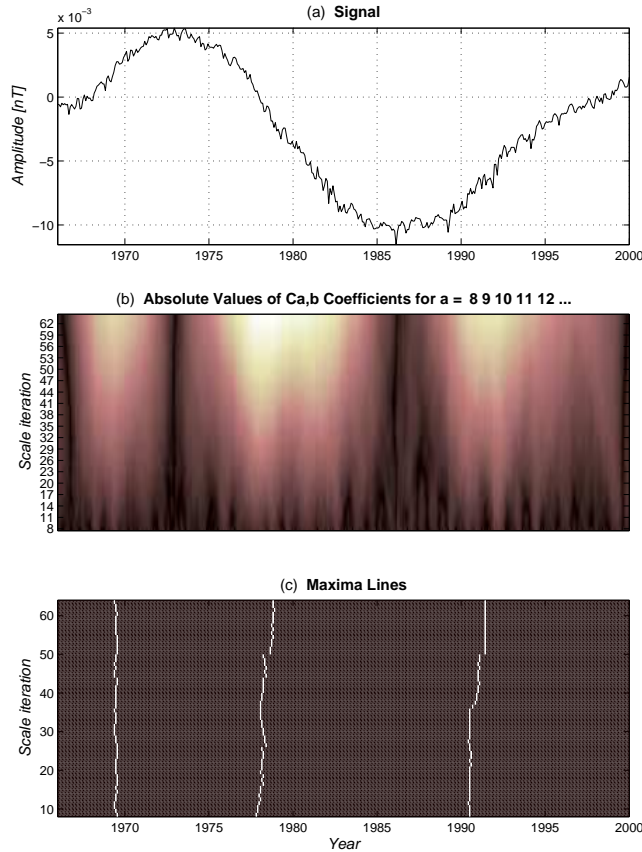


FIG. 4.8: Transformation en ondelettes sur le mode temporel 2 issu de la SVD en considérant les trois composantes géomagnétiques (B_x , B_y , B_z) des données mensuelles (Europe). De haut en bas, nous faisons apparaître, la composante analysée, le module de la transformée en ondelettes du signal et les lignes de maxima locaux.

L'ondelette de Daubechies d'ordre 1 est invariante par rapport à l'addition d'une dérive

linéaire au signal analysé. En revanche elle est sensible à la soustraction d'un polynôme d'ordre supérieur à 1 au signal analysé, pouvant créer ainsi des discontinuités artificielles. Nous analysons donc les modes $u_k(t)$ tels qu'ils apparaissent sur la colonne de droite de la Figure 4.2. Ensuite, nous éliminons les effets de bord en faisant en sorte que le signal oscille autour de 0 à chaque extrémité de l'intervalle analysé.

La Figure 4.8(a) montre l'évolution temporelle du mode temporel $u_2(t)$. La Figure 4.8(b) représente le module des coefficients de la transformée en ondelettes du mode $u_2(t)$ alors que la Figure 4.8(c) représente les lignes de *maxima locaux* qui détectent les discontinuités du signal ; la méthode est décrite plus en détail dans l'Annexe D. Nous pouvons observer distinctement 3 lignes de maxima qui se situent exactement aux dates auxquelles des soubresauts géomagnétiques ont été répertoriés. Aux 3 discontinuités nous pouvons également associer une singularité ; pour les soubresauts de 1969, 1978 et 1991, nous avons respectivement des singularités (l'exposant $h(x_0)$ de l'Équation D.23 de l'Annexe D), relativement fortes, égales à 1.14 ± 0.01 , 1.32 ± 0.01 et 1.23 ± 0.01 , la singularité est d'autant plus forte que l'exposant $h(x_0)$ est faible. Cela signifie que la singularité est forte et que le signal est au plus 2 fois dérivable.

Les singularités sont plus fortes que celles calculées dans Alexandrescu *et al.* (1995, 1996) qui les avaient évaluées à 1.6 en moyenne, mais le type d'ondelette utilisée et son ordre sont différents.

4.5.2 La comparaison des trois modes temporels $u_k(t)$

Nous considérons ici les modes temporels $u_k(t)$ (avec $k = 1, 2, 3$) de la Figure 4.2 issus de la SVD sur les données européennes.

Comme précédemment, nous utilisons la transformation en ondelettes sur les 3 premiers modes afin de détecter les soubresauts, s'il y en a, et de comparer les structures de chaque mode. Nous utilisons la même méthode que celle décrite précédemment concernant le pré-traitement des signaux.

La transformation en ondelettes sur les modes temporels $u_1(t)$, $u_2(t)$ et $u_3(t)$ (cf. Figure 4.9) montrent de nombreuses discontinuités. Seul le mode 2 (déclinaison du champ géomagnétique) présente des discontinuités (cf. Figure 4.8) que l'on peut directement associer aux soubresauts connus (en 1969, 1978 et 1991), corroborant ainsi les résultats de la Figure 4.3, mais ne détecte pas le soubresaut décelé en 1998 sur la Figure 4.3. Pour les modes d'ordre supérieur à 3, nous observons des structures très fines dont nous estimons qu'elles reflètent le comportement singulier des composantes de certains observatoires, qui manifeste par des inhomogénéités.

Sur le mode 1, nous observons 3 fortes discontinuités. Mais contrairement au mode 2, celles-ci sont décalées dans le temps (de l'ordre de 5 années) ; il est raisonnable de penser que ce décalage temporel n'a aucun lien avec une quelconque propagation des soubresauts, du fait qu'il soit trop important pour une région aussi restreinte dans l'espace. Nous avons observé précédemment que la structure horizontale des modes spatiaux 1 et 3 était identique mais elle se différenciait de par leur projection verticale. La Figure 4.9 reflète cette différence : en effet, nous observons sur le mode 3 de nombreuses discontinuités qui apparaissent régulièrement (voire périodiquement). Considérant les présences de variation de 6 mois et de 1 an dans la densité spectrale de Fourier, ces discontinuités sont interprétées comme étant la signature des champs géomagnétiques d'origine externe.

La densité spectrale de Fourier montre que le mode 3 est affecté par des variations de 6

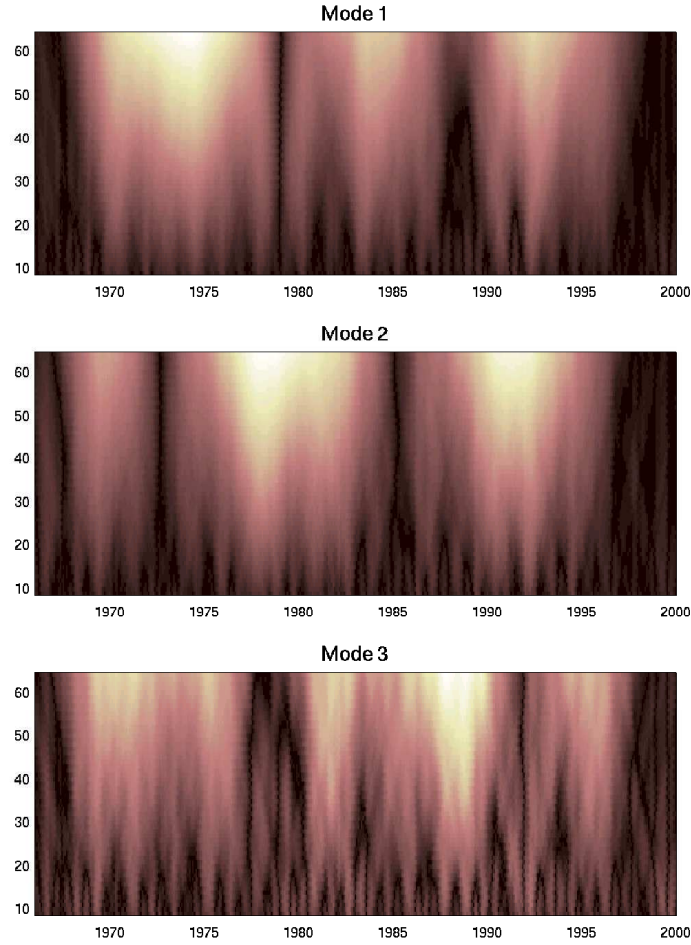


FIG. 4.9: **Module des coefficients de la transformée en ondelettes sur les modes temporels 1 à 3 issus de la SVD effectuée sur les trois composantes géomagnétiques (couverture européenne).**

mois et de 1 an, et nous pouvons estimer que ces nombreuses discontinuités sont la signature des champs géomagnétiques externes.

4.5.3 La comparaison avec les modes de la couverture mondiale

Nous reprenons les modes temporels $u_k(t)$ de la Figure 4.6 (colonne de droite) et procédons de la même manière que la section précédente quant au calcul de la transformée en ondelettes.

La Figure 4.10 montre le module des coefficients de la transformée en ondelettes sur les modes temporels 1 à 3. Nous retrouvons pour l'essentiel les mêmes caractéristiques que celles déterminées précédemment. Seul, le mode 2 isole correctement les soubresauts répertoriés (en 1978 et 1991), excepté celui de 1969.

Comparons les Figures 4.9 et 4.10. Nous observons que seul le mode 2, représentatif de la contribution de la déclinaison du champ géomagnétique, met en valeur les soubresauts déjà connus. Les autres modes présentent également des discontinuités mais qui ne sont pas le reflet d'une quelconque propagation de ces processus (compte tenu du décalage temporel

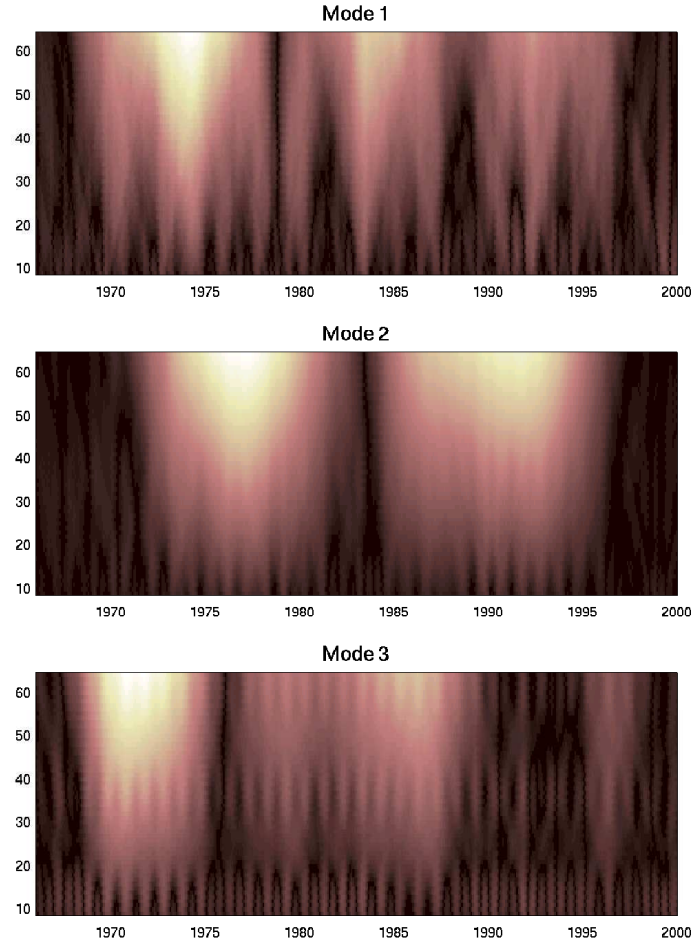


FIG. 4.10: **Module des coefficients de la transformée en ondelettes sur les modes temporels 1 à 3 issus de la SVD effectuée sur les trois composantes géomagnétiques (couverture mondiale).**

trop important, soit 4 à 5 années). De cette comparaison, hormis le fait que le mode 2 capte les soubresauts répertoriés, nous concluons que ces processus sont instantanés, quelque soit la couverture spatiale considérée, et qu'ils peuvent être détectés à partir d'une analyse simultanée des trois composantes géomagnétiques (B_x , B_y , B_z).

4.5.4 Le choix des composantes géomagnétiques

Nous considérons ici l'effet des composantes géomagnétiques sur la détection des soubresauts.

La Figure 4.11 montre la contribution (en valeur absolue) des composantes pour chacun des observatoires considérés. Nous pouvons remarquer que les composantes B_y (en rouge) contribuent le plus à la détection des soubresauts. Il en ressort que, bien que notre hypothèse de départ soit l'atteinte simultanée des trois composantes géomagnétiques, l'intensité de ces soubresauts est plus importante sur la composante B_y . Ainsi, nous pouvons déduire que la composante B_y (composante Ouest–Est) est plus sensible aux processus de cette nature. Ceci

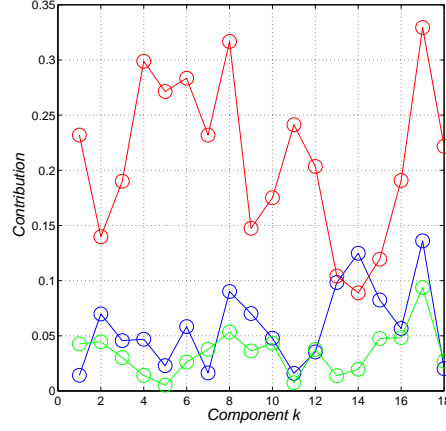


FIG. 4.11: **Contribution (en valeur absolue) des composantes géomagnétiques B_x (en bleu), B_y (en rouge) et B_z (en vert) au mode temporel $u_2(t)$ suivant la localisation géographique.**

est confirmé par la structure spatiale du mode 2 (cf. Figure 4.2) qui est essentiellement portée par la composante B_y .

Désormais, nous utilisons la composante B_y (à laquelle nous appliquons une SVD) pour la recherche de discontinuités. Sur la Figure 4.12, nous appliquons la transformation en ondelettes sur le mode temporel $u_2(t)$, qui décrit également dans cette analyse la contribution de la déclinaison du champ géomagnétique, et nous observons les soubresauts répertoriés (la structure retrouvée est comparable à la Figure 4.8) avec des singularités, relativement fortes, égales à 1.24 ± 0.02 , 1.34 ± 0.01 et 1.44 ± 0.09 , respectivement pour 1969, 1978 et 1991 ; ces valeurs sont légèrement plus faible, la discontinuité est relativement moins marquée, mais elle n'est suffisamment significative. À cela s'ajoute une autre discontinuité en 1998 (cette même discontinuité que nous avons détecté sur la Figure 4.3) avec une singularité égale à 1.18 ± 0.02 .

Nous pouvons observer sur la Figure 4.12(b) plusieurs arêtes, certaines de faibles intensités. À partir de ces coefficients, nous pouvons évaluer pour chaque pas de temps (mois) une singularité. Sur la Figure 4.13, nous traçons la valeur de la singularité en fonction de l'intensité de la coupe temporelle (cette intensité est calculée en intégrant tous les coefficients pour un pas de temps donné). Nous y observons que pour les intensités $I > 0.4$, i.e. pour les fortes discontinuités, les singularités oscillent autour d'une valeur critique : cette valeur est égale à 1.48 ± 0.04 pour un intervalle de confiance à 90 %. Pour les faibles intensités $I < 0.4$, les singularités varient considérablement (de -1 à 3). Il est à noter que l'information est redondante, i.e. la même discontinuité (particulièrement les plus intenses) peut être représentée par plusieurs coupes temporelles.

Nous pouvons nous apercevoir que les singularités sont un peu moins prononcées dans le cas de l'étude de la seule composante B_y que dans celui des trois composantes. Les composantes B_x , B_y et B_z sont une simple projection du champ \mathbf{B} suivant trois axes ; la singularité devrait être *a priori* la même quelque soit la composante impliquée si nous faisons l'hypothèse que les trois composantes sont affectées simultanément. Or, ce n'est pas le cas car elles sont affectées différemment.

La présence de la composante B_y est indispensable dans la recherche des soubresauts. L'introduction des composantes a un effet correctif, car la SVD sélectionne ainsi la meilleure

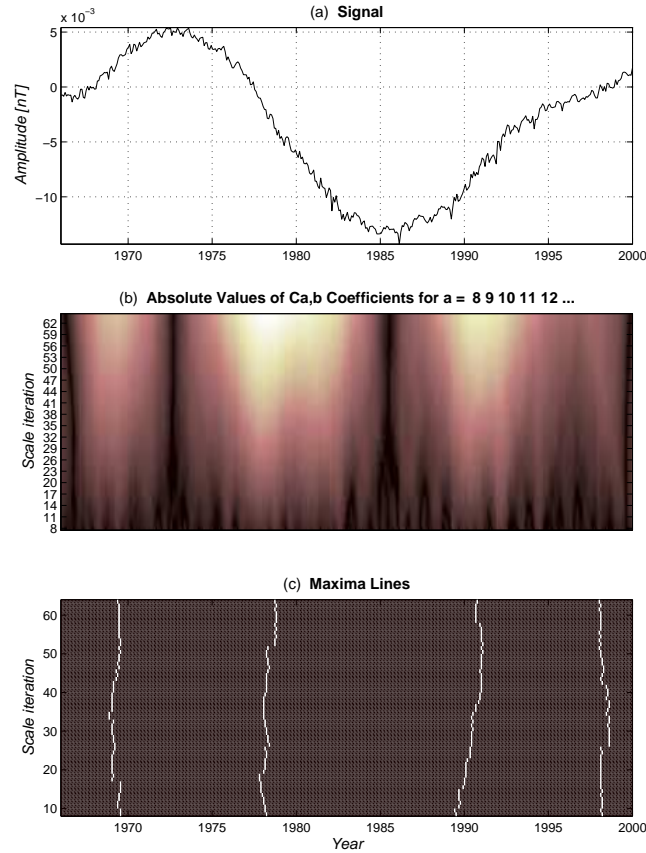


FIG. 4.12: **Transformation en ondelettes sur le mode temporel 2 issu de la SVD des composantes B_y sur les données mensuelles (Europe).**

combinaison qui décrit les structures cohérentes et pondère chaque composante du jeu de données. Cela montre également que les soubresauts géomagnétiques peuvent être détectés à partir de plusieurs composantes.

Des résultats semblables sont retrouvés à partir d'une couverture mondiale, excepté que dans ce cas, les composantes B_x et B_z jouent un rôle plus important, car la prépondérance de la composante B_y est moindre comme le montre la Figure 4.6.

4.6 Conclusion

Traditionnellement, la détection des soubresauts géomagnétiques consistait en une analyse temporelle de chaque composante B_y par l'ajustement de pentes ou par filtrage de données, et ce, pour un grand nombre de magnétomètres dans le but d'observer des résultats cohérents d'un observatoire à un autre. Par la suite, des outils plus sophistiqués (transformation en ondelettes notamment) se sont développés et ont permis de déceler ce type particulier de processus, là-aussi individuellement sur chaque composante. Nous nous rendons alors, très vite, de la longueur de la tâche.

Nous sommes partis de l'hypothèse que la SVD constitue un outil adapté pour la détection des soubresauts géomagnétiques pour peu que nous considérons leurs effets de propagation

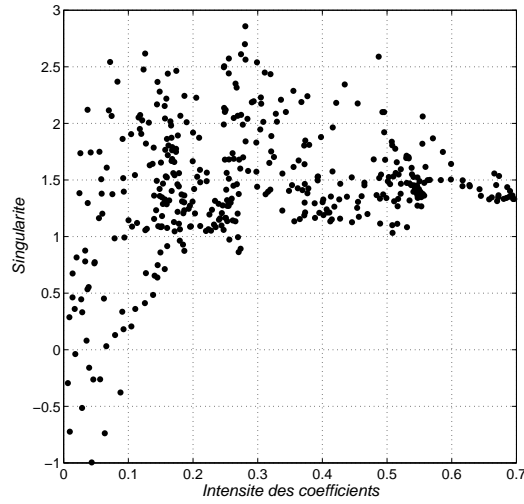


FIG. 4.13: **Calcul des singularités pour chaque pas de temps en fonction du niveau d'intensité d'une coupe temporelle.** Chaque coupe correspond à un pas de temps. Le niveau d'intensité d'une coupe est calculé en intégrant tous les coefficients de celle-ci. Il est à noter que l'information est redondante, i.e. la même discontinuité (particulièrement les plus intenses) peut être représentée par plusieurs coupes.

instantanés, et la signature de ces processus, à la surface de la Terre, d'une grande cohérence spatio-temporelle.

La SVD est une méthode spatio-temporelle avec laquelle il est possible d'analyser simultanément un nombre important de composantes géomagnétiques (au lieu d'une analyse composante par composante) et ainsi de les sélectionner en fonction de leur pondération respective, ce qui signifie que nous pouvons identifier celles qui contribuent le mieux à l'identification des soubresauts. Ainsi, la SVD nous permet de construire une base de données qui optimise cette identification.

La SVD permet d'identifier le mode qui capte le mieux les soubresauts ; en effet, nous avons nettement observé que ces phénomènes sont observables sur la dérive (ou la déclinaison) du champ dipolaire terrestre plutôt que sur le champ dipolaire lui-même. Ce résultat est confirmé par une dérive d'ordre 1 des modes temporels et par une transformation en ondelettes qui identifie les soubresauts géomagnétiques répertoriés (en 1969, 1979 et 1991) et en détecte un autre en 1998. Ainsi, nous retrouvons l'ensemble des résultats répertoriés dans la littérature avec des techniques rapides et robustes qui permettent de déterminer les composantes affectées et la localisation géographique associée.

Il est apparent que la présence de la composante géomagnétique B_y est indispensable dans le jeu de données, les autres composantes apportant une légère correction et une optimisation dans certains cas. Il faut également noter que nous avons retrouvé des résultats identiques pour deux jeux de données différents. Cette analyse permet de voir que les soubresauts de 1969, 1979 et 1991 sont observables sur l'ensemble de la surface terrestre et donc de confirmer le caractère global de leur extension spatiale et leur effet instantané.

Cette thématique demande à être explorée plus en détail ; d'abord sur le choix des composantes géomagnétiques, ensuite sur le rôle de la propagation de ces phénomènes et comment cela se concrétise dans les résultats par SVD, et sur le choix d'une région géographique particulière ou sur l'ensemble du globe. Clairement, si l'on considère que les effets sont instantanés,

la méthode SVD est à utiliser, car elle sélectionne elle-même les composantes adéquates à la description des soubresauts, et ce, plus rapidement qu'une analyse individuelle de nombreuses composantes.

Mais une analyse plus fine des modes d'ordre supérieur est à envisager, car nous devons déterminer l'impact du possible effet de propagation de ce type de phénomènes, de leur grande diversité (en termes d'intensité ou de localisation) ainsi que de la présence de processus localisés.

5.1 Particules accélérées et rayonnement électromagnétique

5.1.1 Les éruptions solaires

Le Soleil apparaît comme une boule lumineuse à bords nets. L'énergie produite en son centre par la fusion des noyaux d'hydrogène émerge dans l'espace sous forme de lumière dans une couche très mince, la *photosphère* où de nombreux phénomènes se produisent.

En plus du dégagement d'énergie très important, qui domine le bilan énergétique des planètes, le Soleil possède une activité magnétique très particulière : du fait de sa rotation différentielle (l'équateur tourne plus vite que les hautes latitudes), son champ magnétique créé par effet dynamo, émerge dans des régions de petite taille - les taches solaires (cf. Annexe A) - et atteint des valeurs de plusieurs milliers de gauss. Ce champ magnétique devient rapidement instable dans la couronne solaire, ce qui conduit à des dégagements sporadiques d'énergie. L'énergie dégagée provient de la restructuration du champ magnétique vers des configurations à plus basse énergie.

L'énergie magnétique libérée pendant les éruptions solaires est considérable et peut atteindre 10^{21} à 10^{27} J. Cette énergie est transformée :

- en énergie thermique, consistant en un chauffage localisé de l'atmosphère solaire menant à une augmentation localisée de rayonnement H_α ou X ;
- en énergie cinétique, traduisant une accélération des particules dans l'atmosphère solaire menant à la production d'électrons d'énergie allant de quelques keV à 1 GeV et d'ions d'énergie allant de quelques MeV/nucléon au GeV/nucléon ;
- en énergie mécanique, conduisant à plusieurs types d'éjections de plasma coronal dont les éruptions de filaments et de protubérances, les CMEs, etc...

Une fraction très importante de l'énergie libérée se retrouve sous la forme de particules énergétiques qui produisent en interagissant dans l'atmosphère solaire un large spectre d'émissions. En association avec des éruptions intenses, des particules chargées (électrons et protons) et neutres (neutrons) sont également injectées avec des vitesses relativistes dans l'espace interplanétaire et provoquent, lorsqu'elles atteignent la Terre, des perturbations.

Les éruptions solaires (Lang, 2000) sont observées d'une part dans la chromosphère, ou même dans la photosphère, et d'autre part dans la couronne. Depuis 150 ans, les éruptions sont observées dans les raies optiques dont la raie H_α de l'hydrogène (à 656 nanomètres)

est la plus fréquemment utilisée. L'éruption se manifeste par une augmentation de brillance de la raie observée. Elles sont très peu observables en lumière blanche, représentant une augmentation à peine plus de 1 % de la quantité de lumière blanche.

Les éruptions H_α se produisent en général (à hauteur de $\simeq 90$ %) dans les régions actives, au voisinage des taches. Elles résultent de la libération soudaine (Antia *et al.*, 2003) dans l'atmosphère solaire d'énergie contenue dans le champ magnétique et peuvent durer de quelques minutes à quelques heures. D'autres éruptions, principalement détectables en rayons X (Trottet, 1997), peuvent se situer dans des régions calmes où un filament est déstabilisé, accompagnant une CME, sans autre manifestation importante dans le domaine visible que cette disparition de filament.

L'essentiel des effets liés aux éruptions est visible dans l'atmosphère solaire et se traduit par une augmentation du flux X et radio de la couronne ainsi qu'une augmentation localisée de la luminosité H_α (Antia *et al.*, 2003; Lantos, 1997). Les rayonnements radio et X révèlent la présence de particules animées d'une grande vitesse et l'existence de mouvements ascensionnels de gaz chauds dus à la libération rapide de l'énergie. Bien que la taille de la région concernée par une éruption n'atteigne lors des éruptions les plus intenses qu'un 1/400 de la surface, les effets d'une éruption peuvent affecter une partie importante de la couronne solaire. L'activité solaire est surveillée de façon permanente en rayons X mous (rayonnement thermique de la couronne) par une série de satellites géostationnaires américains (GOES¹). Le flux X peut varier d'un facteur 10 pour les éruptions les plus courantes (classe C pour "common"), et d'un facteur 100 ou 1 000 pour les éruptions les plus énergétiques mais moins fréquentes (classe M pour "medium", classe X pour "large"). Nous observons de l'ordre de 100 éruptions M par an et de 10 éruptions X par an pendant la période du maximum d'activité solaire (Hanslmeier, 2002).

5.1.2 L'accélération de particules dans les éruptions solaires

Les particules énergétiques (Klein, 2003) jouent un rôle important dans les éruptions solaires car elles contiennent presque toute l'énergie magnétique qui a été libérée. Un des problèmes de la physique solaire concerne donc la compréhension des processus d'accélération. L'hypothèse la plus vraisemblable est que l'énergie gagnée par les particules provient de la restructuration des champs magnétiques de la région d'accélération qui évoluent vers des topologies stockant moins d'énergie en libérant ainsi l'énergie magnétique en surplus. Cette dissipation d'énergie magnétique se faisant là où des champs magnétiques de même direction mais de sens opposés sont proches l'un de l'autre et peuvent s'annihiler. Le mécanisme le plus souvent invoqué pour réorganiser les lignes de champ magnétique est la reconnexion magnétique (Antia *et al.*, 2003; Klein, 2003; Lantos, 1997), et l'indicateur le plus sensible de cette reconnexion est l'apparition d'une population d'électrons non-thermiques. Le Soleil est l'un des objets célestes où le détail des observations permet d'apporter de sérieuses contraintes aux interprétations. Une grande variété de mécanismes d'accélération des électrons (Antia *et al.*, 2003; Kallenrode, 2001; Klein, 2003) peut être à l'action dans le plasma coronal :

- accélération par champs continus ;
- accélération par ondes ;
- accélération par chocs.

¹<http://www.ngdc.noaa.gov/stp/>

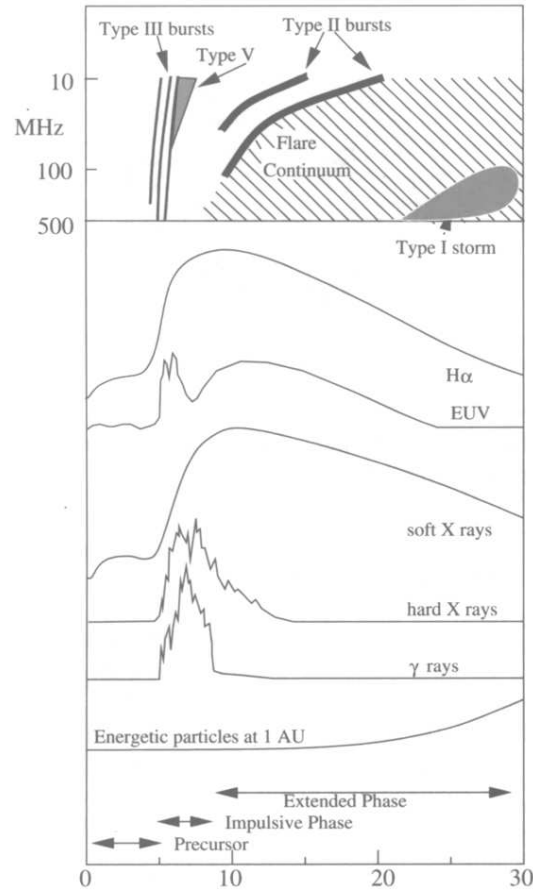


FIG. 5.1: Flux électromagnétique (à diverses longueurs d'onde) durant les différentes phases d'une éruption solaire et densité spectrale de Fourier représentant les sursauts radio. L'axe des abscisses représentent l'axe du temps qui est exprimé en minutes. (source : Kallenrode (2001))

Les observations des rayonnements produits par les particules accélérées doivent apporter des contraintes sur les mécanismes qui sont à l'oeuvre et sur les conditions dans lesquelles elles opèrent.

Lors de l'interaction avec l'atmosphère solaire, nous le rappelons, les particules accélérées fournissent un large spectre d'émissions électromagnétiques couvrant le domaine des émissions radio métriques, décimétriques, centimétriques, X dur (≥ 10 keV) et finalement γ . La Figure 5.1 illustre le profil des flux électromagnétiques observés à différentes longueurs d'onde. Cela permet de différencier chacune des phases d'une éruption solaire durant lesquelles des processus physiques distincts se produisent.

La durée des émissions électromagnétiques peut aller de quelques minutes (par exemple dans le domaine des rayons X durs) à plus d'une heure dans le domaine des émissions radio et pour les éruptions de longue durée (souvent associées également à des CMEs). Les diagnostics les plus directs des électrons accélérés au-dessus de 10 keV et des ions accélérés au-dessus de 10 MeV/nucléon sont respectivement le rayonnement X dur produit par le rayonnement de freinage des électrons dans l'atmosphère solaire (rayonnement Bremsstrahlung ou free-free), et le rayonnement γ produit par interaction nucléaire des ions accélérés avec le plasma

coronal.

Les caractéristiques temporelles et spectrales des radiations électromagnétiques apportent des contraintes fortes sur ces mêmes caractéristiques des particules accélérées : les échelles de temps d'accélération sont courtes (de quelques 100 ms pour les électrons à la seconde pour les ions) même si le nombre de particules à accélérer (au moins 10^{33} protons de 30 MeV et 10^{36} électrons au-dessus de 20 keV) et les énergies à atteindre (jusqu'à 100 MeV pour les électrons et quelques GeV/nucléon pour les protons) sont élevées. Les résultats récents montrent également que l'énergie contenue dans les ions et les électrons sont de même ordre, même s'il existe des variations d'un événement à un autre.

Le rayonnement γ est le rare domaine spectral pour lequel nous n'avons pas encore obtenu des images du Soleil. La mission RHESSI permet d'observer le Soleil en rayons X depuis 2 ans. Nous pouvons souvent noter une remarquable similitude entre l'évolution du flux dans le domaine X et celle dans le domaine radio. Cette caractéristique permet ainsi de déceler des informations complémentaires sur les électrons accélérés qui sont obtenues à l'aide de l'observation des émissions gyrosynchrotron que ces électrons produisent dans le domaine radio centimétrique, millimétrique et pour lesquels des informations spatiales sur les sites d'émission peuvent être obtenues, par exemple, par interférométrie par les radiohéliographes de Nobeyama au Japon et de Nançay (NRH) en France.

Les émissions radio générées à plus haute altitude dans la couronne ($10^4 - 10^5$ km au-dessus de la photosphère) par des processus de rayonnements cohérents dans les domaines métriques et décimétriques représentent le diagnostic le plus sensible des électrons faiblement énergétiques (quelques dizaine de keV). Lors de la propagation des faisceaux d'électrons le long des lignes de champ de la couronne, des ondes de plasma (ondes de Langmuir) sont en effet générées à chaque niveau de la couronne. Ces ondes, par couplage avec des ondes basse fréquence, ou entre elles, produisent des ondes électromagnétiques à une fréquence voisine de la fréquence plasma locale, ou à son 2^{ième} harmonique. Si la fréquence de ces ondes est supérieure à celle de la fréquence de plasma (Lang, 2000; Lantos, 1997), alors les ondes électromagnétiques peuvent s'échapper du Soleil et se propager vers l'espace, d'où l'observation d'un sursaut radio, ce phénomène donnant des sursauts de type III dont nous donnerons la signification dans la Section 5.1.3.

Par suite de la décroissance de la densité électronique de la couronne avec l'altitude, un faisceau se propageant de la basse couronne vers le milieu interplanétaire produira une émission radio de courte durée à une fréquence (quelques secondes) dérivant rapidement des hautes vers les basses fréquences.

La combinaison des observations spectrales avec les données d'imagerie radio obtenues par interférométrie avec le radiohéliographe de Nançay (NRH) à 5 fréquences entre 450 et 150 MHz permet de sonder la couronne approximativement entre 0.1 et 0.7 R_S , et d'étudier ainsi les conditions d'accélération et de propagation des électrons faiblement énergétiques de la basse couronne vers le milieu interplanétaire.

5.1.3 Les différents types radio : les sursauts radio

Les sources radio (Cane *et al.*, 2002; Dulk, 2000; Gopalswamy, 2000b) présentes à la surface du Soleil caractérisent chacune des phénomènes physiques bien spécifiques. Nous en comptons principalement six :

- les sursauts de type I : ils sont produits par les orages de bruit et sont attribués à des systèmes de boucles fermées de grandes échelles. Ils correspondent à une émission radio

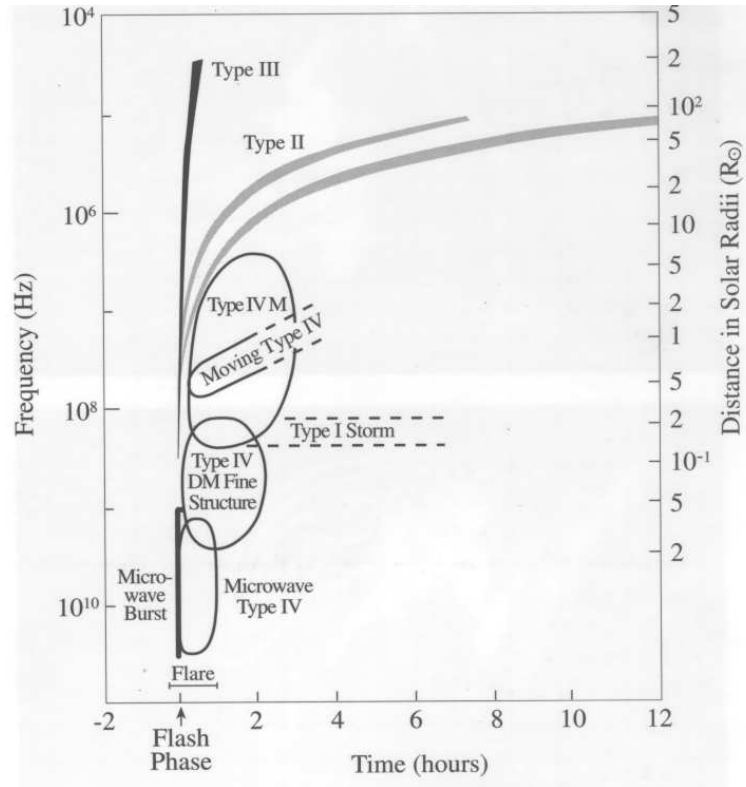


FIG. 5.2: **Sursauts radio solaires.** Une éruption solaire peut être associée à divers types d'émission radio, dépendant de la fréquence (axe vertical de gauche) et du temps après explosion (axe vertical de droite). La phase impulsive (ou le flash) de l'éruption débute à 00:00 TU, dure une dizaine de minutes et est associée à de nombreuses micro-ondes radio. Le spectre à 10^5 – 10^7 MHz montre des sursauts de type II et de type III qui se distinguent par leur dérive. (source : Lang (2002))

continue. Il s'agit là d'un phénomène de dissipation d'énergie magnétique continu et de faible niveau, dont le mécanisme peut être le même que celui des éruptions, sans en avoir l'aspect sporadique. Ils sont généralement attribués aux électrons accélérés à des faibles énergies (de l'ordre de quelques keV) piégés dans des boucles magnétiques à grande échelle qui relient les régions actives à d'autres régions distantes de la photosphère. Ces émissions de type 1 se prolongent dans la haute couronne par des émissions de type 3, qui indiquent la présence de faisceaux d'électrons capables d'atteindre le milieu interplanétaire ;

- les sursauts de type II : ils sont observés à des fréquences comprises entre 0.1 et 100 MHz. Une faible dérive (de l'ordre de 1 MHz.s^{-1}) suggère un mouvement d'électrons accélérés qui s'éloigne du Soleil à une vitesse de $1\,000 \text{ km.s}^{-1}$ et a été attribué aux ondes de choc qui se propagent dans la couronne solaire ;
- les sursauts de type III : ils sont observés aux longueurs d'onde métriques entre 0.1 et 1 000 MHz. Ils sont caractérisés par une brusque dérive des hautes vers les basses fréquences de l'ordre de 100 MHz.s^{-1} . Généralement, ils sont interprétés comme un jet d'électrons (d'énergie cinétique 10–100 keV) se propageant le long de lignes de champ ouvertes en direction du milieu interplanétaire. Ils sont clairement associés aux éruptions

solaires ;

- les sursauts de type IV : ils sont attribués à l'émission gyrosynchrotron des électrons énergétiques piégés dans les nuages magnétiques (que nous retrouvons, par exemple, dans l'expansion radiale de la CME) et donc qui se déplacent avec eux à des vitesses de quelques centaines à 1 000 km.s⁻¹ ;
- les sursauts centimétriques : de courte durée (de l'ordre de quelques minutes), ils sont attribués à la radiation gyrosynchrotron des électrons accélérés à des énergies comprise entre 100 et 1 000 keV. Le site d'accélération est généralement situé au sommet des boucles coronales ;
- les sursauts millimétriques : ils sont rares et correspondent à la partie haute du spectre synchrtron des sursauts centimétriques.

Dans le milieu interplanétaire, nous observons également des sursauts radio mais ils sont, dans ce cas, hectométriques et kilométriques : le sursaut de type II est interprété comme étant une onde de choc se propageant dans l'espace interplanétaire et le sursaut de type III comme étant la preuve de la propagation de particules le long des lignes de champ interplanétaires. À l'heure actuelle, il est difficile d'établir un lien formel entre les sursauts solaires et les sursauts interplanétaires.

Notons déjà pour ce qui va suivre qu'un même événement radio peut se traduire par une dérive au cours du temps qui affecte à la fois le lieu d'émission et la fréquence d'émission dominante. Notre problème consistera donc à identifier de tels événements pour une analyse multivariée.

5.1.4 L'intérêt de l'imagerie radio

Les mécanismes dont sont issus les processus d'accélération de la couronne sont encore mal compris. Les signatures radio sont considérées comme l'un des outils (souvent en complément avec d'autres données obtenues à différentes longueurs d'ondes) permettant la compréhension de l'évolution de la couronne solaire telle que :

- les relations entre CMEs et éruptions, leur développement individuel et leur rôle respectif dans la production des particules énergétiques ;
- caractériser les régions de déclenchement des CMEs ;
- caractériser la phase d'initiation des CMEs ;
- comprendre en termes de météorologie de l'espace les paramètres importants caractérisant les développements des CMEs qui engendrent des perturbations dans l'environnement terrestre : direction, vitesse au Soleil, ondes de choc, relation avec les filaments, . . . ;
- dégager les paramètres importants en vue du développement de modèles physiques dont l'utilisation serait considérée pour de futures prévisions.

L'imagerie radio multifréquence, nous le rappelons, sonde la couronne solaire à différentes altitudes sur le disque solaire et au-dessus du limbe². Elle représente un apport important et complémentaire aux autres types d'observations. Comme nous l'avons vu précédemment, les sursauts radio sont d'excellents traceurs des structures coronales et de leur dynamique, et en particulier ils caractérisent l'accélération des particules.

²C'est-à-dire le bord du disque solaire visible.

Les travaux sur les CMEs (Maia *et al.*, 1998; Pick *et al.*, 1998; Pick, 1999a; Pick *et al.*, 1999b,c; Pohjolainen *et al.*, 2000a,b) sont essentiellement obtenus à partir d'observations coordonnées entre le coronographe LASCO de la mission SOHO et le NRH. Ces résultats portent sur le déclenchement des CMEs et leur évolution spatio-temporelle.

L'étude des halo-CMEs qui prennent naissance au-dessus du disque solaire est d'un intérêt fondamental, en particulier pour des applications à la météorologie de l'espace.

5.1.5 Problématique

L'objectif de ce chapitre est d'étudier les données d'événements observés en émission radio par le Radiohéliographe de Nançay (NRH) à 5 fréquences différentes afin d'en séparer et d'en identifier les divers processus physiques à l'aide d'une méthode systématique construite à partir de méthodes statistiques relativement simples.

En effet, l'étude des événements radio est souvent rendue fastidieuse par le nombre important de données et le nombre de variables qui entrent en jeu : le temps, l'espace et la fréquence. Il s'agit donc, pour nous, d'utiliser les propriétés intrinsèques des données pour identifier, si cela est possible, chacun des processus physiques, se produisant durant un événement spécifique. Cela permettrait d'effectuer un premier dépouillement des données avant de réaliser une analyse plus fine par la suite. Il est donc nécessaire d'établir une méthode à la fois simple et robuste qui prend en compte les propriétés physiques des phénomènes observés.

5.2 La méthodologie

La méthodologie consiste d'abord à réduire les données d'une observation en une série de quelques modes qui soient interprétables en termes de processus physiques. Après avoir obtenu cette série de modes, selon la facilité de leur interprétation, nous allons déterminer s'il est possible ou non de compléter la décomposition par une méthode de classification.

Les méthodes de décomposition (ou de réduction de données) que nous utilisons ont été décrites dans le Chapitre 2 et sont au nombre de deux : la SVD et l'ICA, qui se distinguent par les hypothèses intrinsèques à chacune des méthodes.

5.2.1 Une réduction de données

L'analyse consiste historiquement à visualiser les images une à une et, avec la multitude des instruments, nous procédons à des études coordonnées (données observées à plusieurs fréquences). Il s'agit dans le cadre de ce chapitre non de remplacer une telle méthode mais, si cela est possible, de séparer et d'identifier des processus observés en émission radio à partir d'une méthode statistique de réduction de données ; cela revient à analyser uniquement quelques modes statistiques (typiquement moins d'une dizaine) au lieu d'analyser parfois plusieurs centaines de cartes solaires.

Comme nous l'avons mentionné dans le Chapitre 2, la méthode de décomposition (SVD et ICA) n'est pas un modèle physique en soi mais une méthode statistique qui permet d'extraire des processus de nature physique. Elle a l'avantage de bien révéler les traits saillants des données. En revanche, les modes ainsi obtenus n'ont pas d'interprétation physique immédiate et demandent donc un effort d'analyse accru du fait de la dérive dans l'espace et en fréquence des sources d'émission. Le but poursuivi est d'élaborer une méthode aussi efficace que la

méthode classique (ou visuelle) qui permettrait de dépouiller, dans un premier temps, les données avant d'entamer une analyse plus commune. Ainsi, la méthode statistique permettrait d'isoler un processus dans un intervalle de temps limité, réduisant ainsi le nombre d'images à visualiser par la méthode classique.

5.2.2 Une classification

Comme nous l'avons vu dans les Chapitres 3 et 4, il est difficile d'interpréter directement les modes extraits. Cela est d'autant plus vrai que la dynamique solaire est complexe ; nous nous contenterons d'utiliser la propriété de réduction de données (SVD et ICA) offrant ainsi une description plus compacte.

5.3 Les données à disposition

5.3.1 Le Radiohéliographe de Nançay (NRH)

Nous utilisons des images radio du Radiohéliographe de Nançay (NRH) dont la principale qualité est sa bonne résolution temporelle. Dans l'annexe F, nous mentionnons que des observations 2D à $\frac{200}{N}$ images par seconde (où N est le nombre de fréquences d'observation) sont possibles, mais en routine, le nombre est limité à 2 images par seconde. Cette rapidité spatio-temporelle nous donne accès à une couverture satisfaisante. La grande sensibilité des récepteurs permet de suivre, avec une constante de temps inférieure à la seconde, l'évolution rapide des sursauts solaires et, tout particulièrement, la corrélation entre les émissions radio et les émissions X ou EUV observées dans la couronne par différents télescopes spatiaux.

Les images radio sont calculées à partir des observations d'interféromètres à 2 antennes. La répartition et le nombre d'interféromètres, caractérisés par leur ligne de base, déterminent la qualité des images. Le NRH possède actuellement 576 interféromètres.

Les plus longues lignes de base vont déterminer le pouvoir séparateur angulaire sur les images ; cependant les plus courtes vont déterminer la taille maximale des sources détectables par l'instrument. De plus, une mauvaise répartition des directions des lignes de base pourra produire des artefacts sévères sur les images.

Dans le cas du NRH, les lignes de bases disponibles ne permettent pas une description satisfaisante de la totalité du Soleil à certaines heures de la journée : le calcul de l'image par transformation de Fourier produit une image périodique dont la période est plus petite que le Soleil, d'où un effet d'aliasing. Cet effet perturbe beaucoup moins les sources de petite taille angulaire, comme la plupart des sources étudiées ici.

Plusieurs autres effets perturbent les observations : comme toute mesure, les sorties des interféromètres sont bruitées. Il s'agit ici d'un bruit gaussien. Le rapport signal-sur-bruit est varie avec le niveau du signal solaire (cf. Section 5.3.3). De plus, l'ionosphère peut déformer les images : il s'agit ici la plupart du temps d'une simple translation. Cette translation varie en $\frac{1}{f^2}$, et est usuellement négligeable aux fréquences les plus élevées, et aux fortes élévations (donc en été).

Les images peuvent être améliorées par une déconvolution. Nous avons alors un classique problème d'inversion. L'algorithme utilisé est une méthode classique en radioastronomie, améliorée par un filtrage d'échelles (SWCLEAN). Cette déconvolution permet de retirer les artefacts dus au nombre limité d'interféromètres et à leur répartition. En pratique, elle permet de faire passer la dynamique utile des images de 10 à 100.

5.3.2 Les résolutions temporelle et spatiale

Nous utilisons dans cette étude deux résolutions temporelles, soit 10 et 32 secondes suivant la disponibilité des données³.

Les images du Soleil ont des dimensions égales à 64×64 ou à 128×128 pixels ; suivant l'événement considéré par la suite de ce chapitre, la longueur d'un côté d'une image fera 2 à 6 R_S .

Comparer simultanément des jeux de données dont la résolution spatiale est différente présente des inconvénients ; en effet cela provoquerait des artefacts lors de l'utilisation des méthodes de décomposition, c'est pourquoi il serait important d'avoir des résolutions spatiales comparables en procédant à la dégradation des images à haute fréquence.

5.3.3 Le type de bruit

Connaître le type de bruit est important d'une part pour déterminer la plus méthode la plus utile à la déconvolution et la restitution des images et, d'autre part, pour déterminer la méthode statistique à utiliser pour l'analyse des données.

Rappelons en effet que les conditions d'optimalités de la SVD ne sont valables que pour des données affectées de bruit gaussien.

Le bruit contenu dans les images en sortie du NRH est essentiellement de type gaussien. Le rapport signal-sur-bruit est variable ; il varie de 100 (à haut niveau d'activité solaire) à quelques dB (quand le Soleil est calme). Le bruit est, en gros, proportionnel (avec un facteur voisin de 1) au produit des racines carrées des puissances reçues par les 2 antennes de l'interféromètres divisé par le facteur $\sqrt{B \times T}$ (quantité sans dimension) où B est la bande passante d'observation (en Hertz), et T est le temps d'intégration de la mesure (en secondes).

Dans le cas du NRH, le rapport signal-sur-bruit est le rapport du signal utile (ce qui vient uniquement du Soleil) divisé par le bruit. Le bruit, donc, dépend de la puissance reçue, qui a trois origines :

- le fond du ciel ;
- l'émission du Soleil ;
- le bruit de l'électronique.

Le niveau de bruit de l'électronique est relativement constant. Les puissances du Soleil et du fond du ciel dépendent de la surface de l'antenne et de la saison. Pour un Soleil calme et les antennes les plus courantes, les 3 puissances sont voisines. Pour des sursauts puissants, l'émission du Soleil domine largement (même pour les antennes les plus petites), et nous obtenons un rapport signal-sur-bruit voisin de $\sqrt{B \times T}$.

5.3.4 La normalisation des données

Avant toute analyse, il faut traiter les données afin d'éliminer les lobes secondaires ou d'autres artefacts. Notre démarche consiste à introduire, pour chaque image, un seuil (correspondant à 5 % de l'amplitude maximale de chaque image) et mettre à zéro tout ce qui est en-dessous, si bien que chaque pixel a une valeur positive, et en utilisant ensuite un filtre de Wiener 2D pour éliminer le reste des lobes.

³Bass 2000 : <http://bass2000.obspm.fr/>

Ensuite, la première question à se poser est le type de normalisation (ou plutôt de pondération) de données que nous utiliserons. En effet, la SVD est sensible aux renormalisations des données. Or nous devons traiter ici 5 jeux de données, qui correspondent à 5 fréquences d'émission.

Nous verrons ultérieurement que nous souhaitons analyser simultanément cinq jeux de données, soit la matrice \mathbf{l}_f à la fréquence f_i . Il est alors nécessaire de considérer des données que l'on puisse aisément comparer ; c'est pourquoi il est nécessaire de normaliser chaque jeu de données avant toute analyse. Dans ce qui suit, nous normaliserons chacun des jeux de données par la valeur quadratique moyenne $\sqrt{\langle \mathbf{l}_f^2 \rangle}$ pour chaque fréquence (cf. Section 5.3.6).

S'ajoute également la nécessité de connaître le type de bruit contenu dans les données. La SVD est une méthode bien adaptée pour le cas gaussien. Dans le cas contraire, il sera nécessaire de les transformer (par renormalisation) pour bien optimiser la SVD. Par exemple, en cas de bruit poissonien, il faudrait transformer les données initiales en utilisant la transformation d'Anscombe (Starck *et al.*, 1998) qui stabilise la variance du bruit :

$$I_t = \frac{2}{\alpha} \sqrt{\alpha I(x,y) + \frac{3}{8}\alpha^2 + \sigma^2 - \alpha g} \quad (5.1)$$

où $I(x,y) = \alpha n + \gamma$ définit l'intensité d'un pixel composée d'une composante poissonienne n et d'une composante gaussienne γ de moyenne g et de variance σ^2 , et α est le gain de l'instrument.

Le bruit de nos données étant essentiellement de type gaussien, aucune transformation n'est nécessaire.

Mais, en plus du problème du bruit, et après avoir pondéré chaque matrice \mathbf{l}_f par la valeur quadratique moyenne et les avoir assemblées au sein d'une seule et unique matrice \mathbf{l} (de dimension 3), nous devons aborder le problème de la dynamique contenue dans les données. Comment faire ressortir, au mieux, l'ensemble des processus solaires ?

L'utilisation du logarithme semble *a priori* un bon candidat ; en effet, cette normalisation permet de réduire l'intensité des sources intenses au profit des sources d'intensité moyenne ou faible, mais nous nous apercevons alors du maintien des lobes secondaires que le prétraitement préalable n'élimine pas complètement.

Ici, nous considérons deux types de normalisation. Soit les données brutes simplement renormalisées :

$$\mathbf{l} = \frac{\mathbf{l}}{\sqrt{\langle \mathbf{l}^2 \rangle}} \quad (5.2)$$

soit la racine carrée de ces mêmes données définie par :

$$\mathbf{l}^* = \sqrt{\mathbf{l}} = \sqrt{\frac{\mathbf{l}}{\sqrt{\langle \mathbf{l}^2 \rangle}}} \quad (5.3)$$

Les deux matrices ne représentent pas le même aspect dynamique ; en effet, les données \mathbf{l}^* font ressortir davantage les sources d'intensité moyenne qui correspondent souvent à des processus transitoires (les sursauts de type III par exemple) qui peuvent avoir leur importance. Le risque d'utiliser la matrice \mathbf{l} est le suivant : seuls les processus de forte intensité ressortent

tandis que les sources transitoires d'intensité plus faible sont perdues dans les modes d'ordre supérieur.

Dans ce qui suit, nous avons comparé systématiquement les résultats issus de deux matrices ; il s'avère que nous obtenons sensiblement les mêmes caractéristiques quelque soit le jeu de données utilisé. Nous nous contenterons dans la suite de **la seule utilisation des données racine carrée**.

5.3.5 L'espace de phase

Les méthodes de décomposition sont particulièrement bien adaptées à l'exploration de grands tableaux numériques, mais ne suffisent pas toujours à fournir une vue satisfaisante de l'ensemble de données. Non seulement les visualisations ne véhiculent qu'une partie de l'information, mais elles sont souvent trop complexes pour être interprétées. Dans ces circonstances, les méthodes de classification peuvent nuancer et compléter les résultats des méthodes de décomposition (cf. Section 2.3).

Les méthodes de décomposition permettent de réduire l'ensemble de données en quelques modes statistiques qui concentrent l'ensemble des propriétés physiques. L'analyse de ces modes permet dans certains cas d'isoler des processus physiques. L'espace de phase, défini par ces modes, offre un moyen pour visualiser cette concentration. Sinon, il est possible, à partir de l'espace de phase, de trouver des tendances qui correspondent à des dynamiques spécifiques.

Pour illustrer la notion de projection de l'espace des phases, nous prenons pour exemple les données récoltées lors d'une série d'événements radio enregistrés le 02 mai 1998. Cet exemple sera traité plus en détail dans la Section 5.4.

Pour chaque pixel des images du Soleil, 210 enregistrements ont été effectués à chacune des cinq fréquences du NRH. Nous nous intéresserons d'abord aux événements qui se manifestent par une même évolution temporelle. Il s'agit donc d'identifier, fréquence par fréquence, les pixels de l'image pour lesquels on note une évolution temporelle similaire du flux (à un facteur multiplicatif près). Un tel critère permet d'identifier les régions actives, ou tout au moins les régions de l'espace qui correspondent au même événement.

Pour identifier les similitudes dans l'évolution temporelle, nous construisons d'abord un espace de phase à 210 dimensions, dont chaque axe correspond à un pas de temps. Dans cet espace, le flux mesuré en chacun des pixels est représenté par un point unique. Dans cet espace, deux points voisins correspondent à deux pixels qui présentent la même évolution temporelle du flux (à fréquence égale). Deux points alignés selon une droite passant par l'origine correspondent aussi à la même évolution, mais avec un facteur d'échelle ; il s'agira généralement du bord des régions actives. Notre objectif est donc d'identifier ici des groupes de points alignés selon un axe passant par l'origine.

Utilisons ensuite la SVD pour projeter cet espace selon 3 dimensions, en veillant à choisir les 3 axes principaux (ceux qui sont le plus fortement pondérés). Cette projection capte à elle-seule 71% de l'énergie totale, et constitue donc une approximation relativement bonne de l'espace de phase initial. Son grand intérêt est de faciliter la visualisation des regroupements de pixels.

Sur la Figure 5.3, nous remarquons qu'il existe plusieurs accumulations de points, ce qui suggère l'existence de plusieurs types d'événements. Nous avons isolé et marqué ici avec des couleurs différentes trois régions : deux nuages de points passant par l'origine (rouge et vert) et un nuage plus diffus (bleu). Une telle identification de nuages de points demande

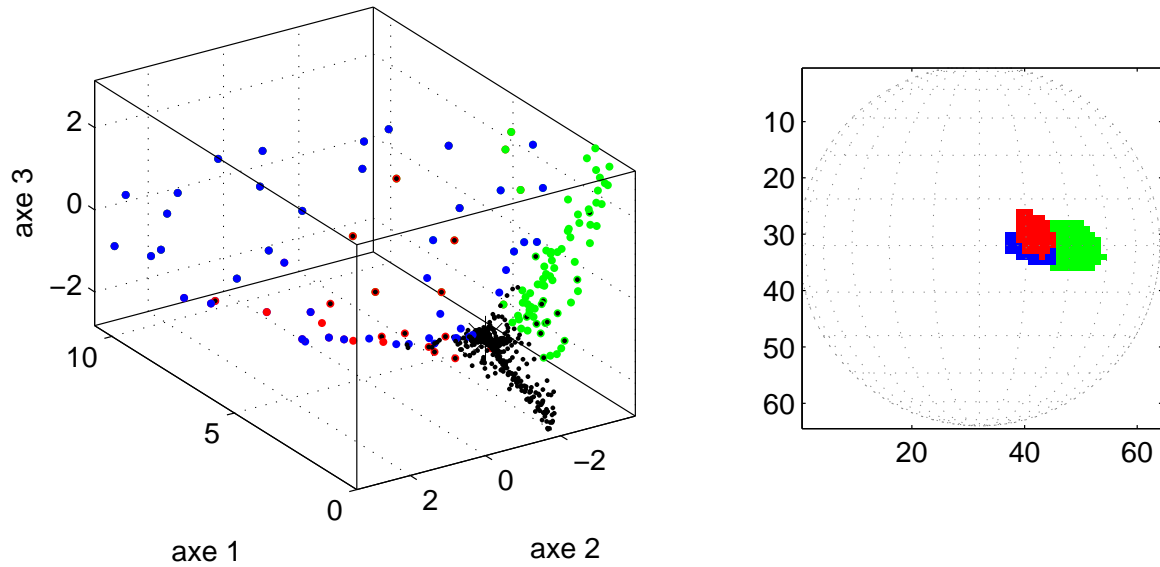


FIG. 5.3: **Classification visuelle dans l'espace de phase défini par les trois modes dominants de la SVD et visualisation sur une carte solaire des régions associées aux points de même couleur.**

évidemment à être étendue aux autres dimensions : deux points qui paraissent voisins en 3D peuvent en effet se trouver davantage séparés en 4D.

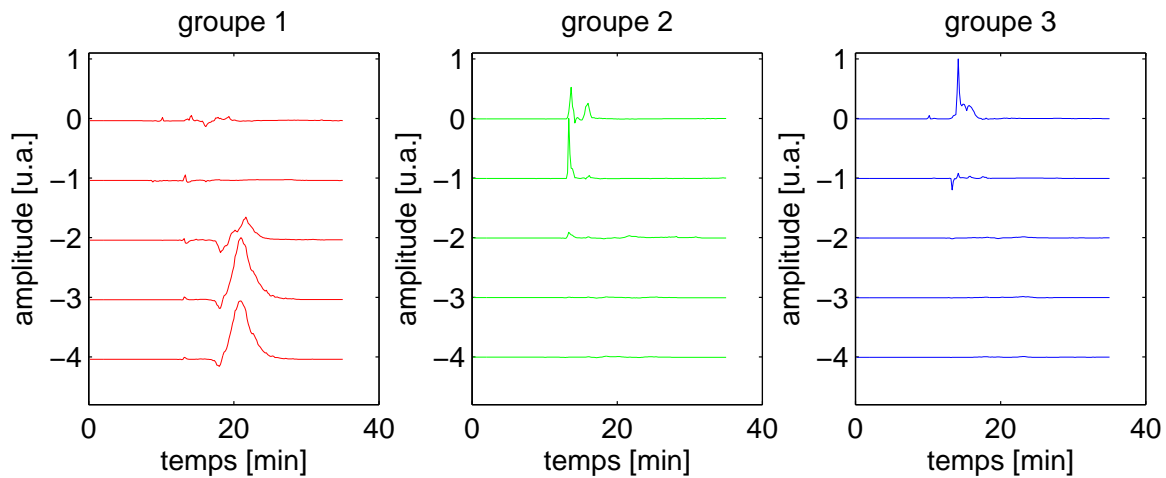


FIG. 5.4: **Évolutions temporelles (suivant les 5 fréquences) correspondant à chacun des groupes de points de la Figure 5.3.** De haut en bas, nous observons les évolutions à 164 MHz, 236 MHz, à 327 MHz, à 410 MHz et à 432 MHz. Les évolutions temporelles ont été décalées verticalement pour en faciliter la lecture.

La partie droite de la Figure 5.3 montre les régions qui correspondent aux trois nuages sélectionnés. Il est important de noter que nous obtenons des régions bien localisées, dont l'analyse confirme qu'elles coïncident avec la localisation de différents événements radio. Ces

régions peuvent se chevaucher, car deux événements distants dans le temps peuvent se produire au même endroit. Cette approche se limite évidemment au disque solaire et ne permet pas d'identifier des événements au limbe, dont la localisation change au cours du temps.

Les évolutions temporelles associées aux trois groupes de la Figure 5.3 sont représentées dans la Figure 5.4, toujours avec le même code de couleur. On notera que les évolutions ainsi que les fréquences mises en jeu sont très différentes et correspondent à des événements qui se produisent à différents instants. Le premier groupe (rouge) isole le continuum qui se manifeste à haute fréquence; le groupe 2 (vert) capte essentiellement la phase initiale (ce que nous appellerons plus bas le “flash”) ainsi qu’une émission de type II, alors que le groupe 3 (bleu) représente uniquement le flash.

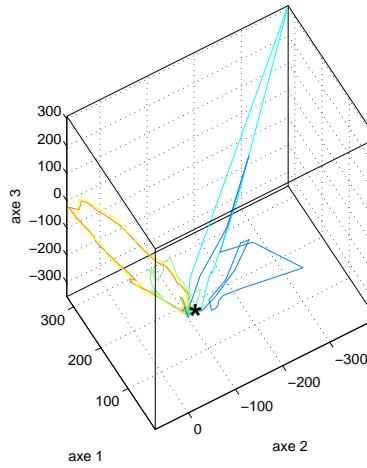


FIG. 5.5: **Structures dans l'espace de phase défini par les modes temporels.** Chaque couleur correspond à une fréquence : bleu foncé (164 MHz), bleu cyan (236 MHz), vert (327 MHz), jaune (410 MHz) et rouge (432 MHz).

De la même façon que nous avons projeté ici les données selon le temps, il est possible de les projeter selon l'espace. Il en résultera une description complémentaire. Construisons donc un espace de phase de dimensions 4096 ($= 64 \times 64$), dont chaque axe correspond à un pixel. L'évolution temporelle observée à chacune des cinq fréquences dessine dans cet espace une trajectoire de 210 points. Comme précédemment, nous projetons avec la SVD cet espace sur un sous-espace de dimension 3. Le résultat, qui est illustré à la Figure 5.5, révèle cinq orbites, qui correspondent aux cinq fréquences. Le tracé de ces orbites nous révèle où se situent les zones d'émission à chaque pas de temps. En effet, les points alignés selon une droite passant par l'origine, traduisent une émission qui change en intensité mais pas en position.

L'interprétation physique des trois axes de la Figure 5.5 nous est fournie par la SVD. La Figure 5.6 montre à quelles régions de l'espace correspondent chacun des trois axes principaux. Le premier axe donne la position moyenne de la région active. Le second, ajouté au premier, permet de décrire des mouvements longitudinaux de la région d'émission. Quant au troisième, il décrit de la même façon des mouvements latitudinaux de la région. La SVD nous permet d'identifier ici les trois axes qui décrivent de faibles déplacements au sein de la zone identifiée par l'axe 1. Il n'en va pas toujours ainsi. L'axe 6, par exemple, décrit une région d'émission située dans l'hémisphère Nord, où apparaîtra effectivement à un moment donné une brève émission de type II.

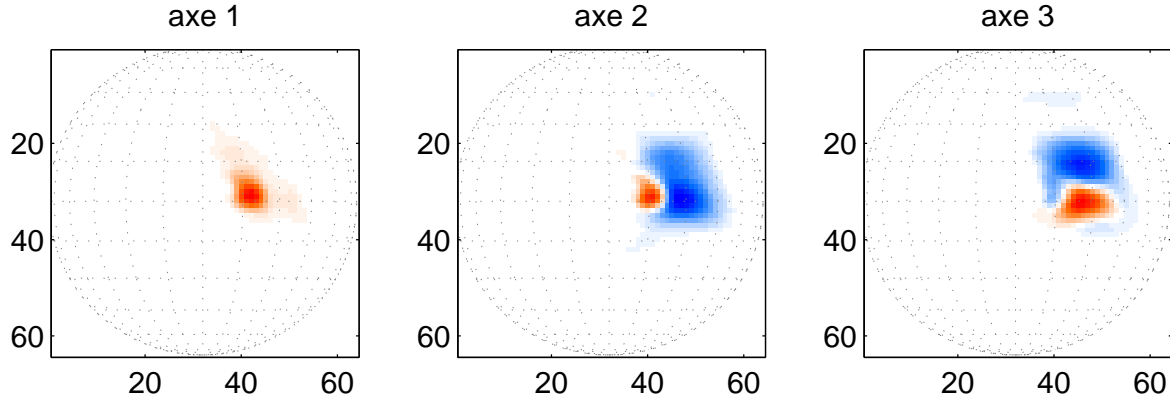


FIG. 5.6: **Structures spatiales des axes.** La source d'émission en rouge représente une source positive et la source en bleu une source négative. L'axe 1 donne la position moyenne de la région active. L'axe 2, ajouté à l'axe 1, définit des mouvements longitudinaux de la région d'émission. Quant à l'axe 3, il décrit de la même façon des mouvements latitudinaux.

La projection par SVD sur quelques axes principaux est donc un outil puissant pour réduire une dynamique spatio-temporelle complexe à quelques graphes. Elle permet d'identifier très rapidement le nombre et les caractéristiques des événements dominants. L'ICA permet d'obtenir des résultats semblables, voire meilleurs. Toutefois, pour interpréter correctement les émissions plus faibles, il est souvent nécessaire de travailler dans des espaces de phase réduits de dimension supérieure à 3 (typiquement 4 à 6), ce qui pose à nouveau le problème de la visualisation. Les outils de classification non-supervisée permettent en partie de surmonter ce problème. Le principal inconvénient reste l'interprétation physique des projections. Comme les axes ne sont pas prédéterminés, l'interprétation est à refaire pour chaque jeu de données.

5.3.6 L'organisation de la matrice pour l'analyse simultanée

Nous disposons de 5 matrices différentes correspondant à des observations de la couronne solaire à différentes altitudes. Notre but est d'analyser ces 5 matrices de façon simultanée et d'en extraire l'ensemble des processus.

Comme nous l'avons mentionné dans la Section 5.3.4, il est important de faire en sorte que chacune de ces matrices ait le même poids afin d'éviter que l'une des matrices ne biaise les résultats de par son poids trop important sur les autres. Le moyen de leur attribuer un poids "équivalent" est de normaliser chaque matrice par la valeur quadratique moyenne $\sqrt{\langle I_f^2 \rangle}$ ⁴ de la matrice I_f . Pourquoi prendre la valeur quadratique moyenne sur l'ensemble de la matrice I_f , et non pas la valeur quadratique moyenne pour chaque vecteur-colonne (ou image) de ces matrices ? Si cela était fait, nous changerions la dynamique physique contenue dans un jeu de données. Or, il est important de la préserver et de voir si nous pouvons la corrélérer avec les autres jeux de données (autres fréquences) et donc, d'observer si certains processus ont pris naissance dans les basses couches de la couronne solaire et se propagent vers l'extérieur.

⁴Le terme $\sqrt{\langle I_f^2 \rangle}$ est à peu près proportionnel à $A_{f_i}^1$ (qui est le poids 1 de la SVD effectuée sur la matrice I_f).

Nous observons le Soleil à la fréquence f_i sur des images de dimension $\sqrt{N_{pix}} \times \sqrt{N_{pix}}$ pendant N_t pas de temps, N_{pix} étant le nombre total de pixels (soit 64×64 ou 128×128 pixels). Nous assemblons les mesures dans la matrice I_{f_i} correspondant à la fréquence f_i qui s'écrit de la manière suivante :

$$I_{f_i} = \begin{bmatrix} I_{f_i}(r_1, t_1) & I_{f_i}(r_1, t_2) & \dots & I_{f_i}(r_1, t_{N_t}) \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots \\ I_{f_i}(r_j, t_1) & \dots & I_{f_i}(r_j, t_k) & I_{f_i}(r_j, t_{N_t}) \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots \\ I_{f_i}(r_{N_{pix}}, t_1) & I_{f_i}(r_{N_{pix}}, t_2) & \dots & I_{f_i}(r_{N_{pix}}, t_{N_t}) \end{bmatrix} \quad (5.4)$$

La normalisation de la matrice (coefficient de pondération et données racine carré) donne la relation suivante :

$$I_{f_i}^* = \sqrt{I_{f_i}} = \sqrt{\frac{I_{f_i}}{\sqrt{\langle I_{f_i}^2 \rangle}}} \quad (5.5)$$

Il faut préalablement éliminer avant toute normalisation, nous le rappelons, les lobes secondaires en introduisant un seuil sur les données brutes puis en les filtrant par un filtre de Wiener de 2D.

Au final, nous obtenons donc un tableau cubique de données racine carré, noté I^* , de dimension 3 dont la taille est $N_{pix} \times N_t \times N_{freq}$ avec :

- N_{pix} , le nombre de pixels ;
- N_t , le nombre de pas de temps ;
- N_{freq} , le nombre de fréquences.

Les matrices dépliantes

Nous voulons réduire un tableau en 3D à un tableau 2D. En fait, il s'agit d'un tableau en 4D car chaque image solaire est définie par un tableau 2D, mais sans perte de généralité, nous avons décidé de concaténer chaque image au sein d'un vecteur. La SVD sur un tableau en 3D peut se faire à l'aide de la décomposition 3DSVD mais cela demande un espace mémoire très important et des calculs trop lourds, ne donnant pas de meilleurs résultats que la SVD.

Il est possible de réécrire le contenu d'un tableau de dimension 3 sous forme matricielle de 3 façons différentes, si l'on procède au découpage du tableau par tranches. Cette opération, appelée "dépliage du tableau", donne autant de matrices que le tableau a de dimensions. Les *matrices dépliantes* obtenues à partir d'un tableau 3D, de taille $N_{pix} \times N_t \times N_{freq}$ s'écrivent de la façon suivante (De Lathauwer, 1997) :

$$I^* = \begin{cases} I_{(1)}^* \text{ de } \mathbb{R}^{N_{pix} \times (N_t N_{freq})} \\ I_{(2)}^* \text{ de } \mathbb{R}^{(N_{pix} N_{freq}) \times N_t} \\ I_{(3)}^* \text{ de } \mathbb{R}^{(N_{pix} N_t) \times N_{freq}} \end{cases} \quad (5.6)$$

Cette opération est un réarrangement sous forme matricielle de tableaux tridimensionnelles. Les trois façons de "déplier" la matrice peuvent être vues comme les trois façons de

concaténer des tranches du cube, en prenant les tranches des trois façons possibles (suivant les trois dimensions).

Chacune des options de l'Équation 5.6 correspond à des hypothèses physiques sous-jacentes différentes. De fait, nous serons amenés à étudier simultanément plusieurs matrices dépliantes pour mieux cerner les caractéristiques des processus observés.

Première construction possible

Nous commençons par évoquer une construction possible de la matrice \mathbf{l}^* que nous n'aborderons pas dans ce manuscrit. L'analyse simultanée se fait en imposant une structure spatiale commune à toutes les fréquences. Chaque mode spatio-temporel est décrit, en plus de la structure spatiale, par 5 évolutions temporelles (correspondant chacune à une fréquence différente) : nous observons les processus qui ont une localisation spatiale commune mais qui peuvent avoir une évolution différente suivant la fréquence.

Mais nous l'utiliserons pas ici, en raison de la différence de résolution spatiale entre les différentes fréquences.

Dans ce cas, la matrice $\mathbf{l}_{(1)}^*$ de dimension $(N_{pix}, N_t \times N_{freq})$ s'écrit :

$$\mathbf{l}_{(1)}^* = \begin{bmatrix} \mathbf{l}_{f_1}^* & \mathbf{l}_{f_2}^* & \mathbf{l}_{f_3}^* & \mathbf{l}_{f_4}^* & \mathbf{l}_{f_5}^* \end{bmatrix} \quad (5.7)$$

ce qui revient à écrire :

$$\mathbf{l}_{(1)}^*(\mathbf{r}, f, t) = \sum_k A_k u_k(t, f) v_k(\mathbf{r}) \quad (5.8)$$

avec les conditions d'orthogonalité suivantes :

$$\langle v_k(\mathbf{r}), v_l(\mathbf{r}) \rangle = \langle u_k(t, f), u_l(t, f) \rangle = \delta_{kl} \quad (5.9)$$

Deuxième construction possible

Nous construisons notre base de données de la manière suivante :

$$\mathbf{l}_{(2)}^* = \begin{bmatrix} \mathbf{l}_{f_1}^* \\ \mathbf{l}_{f_2}^* \\ \mathbf{l}_{f_3}^* \\ \mathbf{l}_{f_4}^* \\ \mathbf{l}_{f_5}^* \end{bmatrix} \quad (5.10)$$

ce qui revient à écrire :

$$\mathbf{l}_{(2)}^*(\mathbf{r}, f, t) = \sum_k A_k u_k(\mathbf{r}, f) v_k(t) \quad (5.11)$$

avec les conditions d'orthogonalité suivantes :

$$\langle v_k(t), v_l(t) \rangle = \langle u_k(r, f), u_l(r, f) \rangle = \delta_{kl} \quad (5.12)$$

Nous disposons donc d'une matrice de dimension $(N_{pix} \times N_{freq}, N_t)$. En plus de l'évolution temporelle, chaque mode spatio-temporel est décrit par 5 structures spatiales, i.e. une structure spatiale correspond à une fréquence donnée : cela permet d'observer les processus qui présentent un profil temporel commun malgré des emplacements différents. Cette organisation de matrice permettra de voir si un même processus peut être observé à différentes fréquences et donc d'observer une propagation dans la couronne, si propagation il y a.

Troisième construction possible

Nous pouvons organiser notre matrice d'une troisième façon différente. Il s'agit bien entendu d'analyser les 5 matrices simultanément, mais nous allons analyser chaque pixel en le considérant comme un événement propre (et donc une dynamique propre) observé aux 5 fréquences simultanément, ce qui revient à analyser le spectre de chaque pixel et à rechercher des spectres fréquentiels communs. La matrice $l_{(3)}^*$ de dimension $(N_{pix} \times N_t, N_{freq})$ s'écrit :

$$l_{(3)}^* = \begin{bmatrix} I_{f_1}^*(r_1, t_1) & I_{f_2}^*(r_1, t_1) & I_{f_3}^*(r_1, t_1) & I_{f_4}^*(r_1, t_1) & I_{f_5}^*(r_1, t_1) \\ I_{f_1}^*(r_1, t_2) & I_{f_2}^*(r_1, t_2) & I_{f_3}^*(r_1, t_2) & I_{f_4}^*(r_1, t_2) & I_{f_5}^*(r_1, t_2) \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots & \vdots \\ I_{f_1}^*(r_1, t_{N_t}) & I_{f_2}^*(r_1, t_{N_t}) & I_{f_3}^*(r_1, t_{N_t}) & I_{f_4}^*(r_1, t_{N_t}) & I_{f_5}^*(r_1, t_{N_t}) \\ I_{f_1}^*(r_2, t_1) & I_{f_2}^*(r_2, t_1) & I_{f_3}^*(r_2, t_1) & I_{f_4}^*(r_2, t_1) & I_{f_5}^*(r_2, t_1) \\ I_{f_1}^*(r_2, t_2) & I_{f_2}^*(r_2, t_2) & I_{f_3}^*(r_2, t_2) & I_{f_4}^*(r_2, t_2) & I_{f_5}^*(r_2, t_2) \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots & \vdots \\ I_{f_1}^*(r_2, t_{N_t}) & I_{f_2}^*(r_2, t_{N_t}) & I_{f_3}^*(r_2, t_{N_t}) & I_{f_4}^*(r_2, t_{N_t}) & I_{f_5}^*(r_2, t_{N_t}) \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots & \vdots \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots & \vdots \\ I_{f_1}^*(r_{N_{pix}}, t_1) & I_{f_2}^*(r_{N_{pix}}, t_1) & I_{f_3}^*(r_{N_{pix}}, t_1) & I_{f_4}^*(r_{N_{pix}}, t_1) & I_{f_5}^*(r_{N_{pix}}, t_1) \\ I_{f_1}^*(r_{N_{pix}}, t_2) & I_{f_2}^*(r_{N_{pix}}, t_2) & I_{f_3}^*(r_{N_{pix}}, t_2) & I_{f_4}^*(r_{N_{pix}}, t_2) & I_{f_5}^*(r_{N_{pix}}, t_2) \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots & \vdots \\ I_{f_1}^*(r_{N_{pix}}, t_{N_t}) & I_{f_2}^*(r_{N_{pix}}, t_{N_t}) & I_{f_3}^*(r_{N_{pix}}, t_{N_t}) & I_{f_4}^*(r_{N_{pix}}, t_{N_t}) & I_{f_5}^*(r_{N_{pix}}, t_{N_t}) \end{bmatrix} \quad (5.13)$$

ce qui revient à écrire :

$$l_{(3)}^*(r, f, t) = \sum_k A_k u_k(r, t) v_k(f) \quad (5.14)$$

avec les conditions d'orthogonalité suivantes :

$$\langle v_k(f), v_l(f) \rangle = \langle u_k(r, t), u_l(r, t) \rangle = \delta_{kl} \quad (5.15)$$

Dans le cadre de cette construction, nous nous intéressons aux seules propriétés spectrales associées à chaque pixel afin de distinguer des regroupements en fréquences (comme, par exemple, les sursauts rapides de type III).

5.3.7 Le choix des événements

Nous avons choisi d'analyser les 4 événements radio suivants :

- l'événement du 02 mai 1998 : divers sursauts sur le disque ;
- l'événement du 14 juillet 2000 : divers sursauts sur le disque ;
- l'événement du 20 avril 1998 : émission sur le limbe, avec CME ;
- l'événement du 10 juillet 1996 : Soleil calme, sans zones actives.

Le Soleil calme est un test de la procédure que nous allons utiliser. Certains de ces événements ont donné lieu à des CMEs sur le limbe, ou à des halo-CMEs.

5.4 L'analyse des résultats : l'événement du 02 mai 1998

Dans cette Section, nous allons étudier un événement radio qui s'est produit le 02 mai 1998. La Figure 5.7 représente les flux radio observés à 164, 236, 327 et 410 MHz. Il s'agit d'un événement comparable à celui présenté par les Figures 5.1 et 5.4.

Cet événement est associé à une éruption majeure de classe X dans la région active AR 8210 (de coordonnées S15 W15) ; le flux en rayons X mous a augmenté à partir de 13:31 TU (cf. Figure 5.9). Il donne lieu à un halo-CME, observable par les coronographes LASCO de SOHO.

Cet événement a été observé dans une large bande de longueurs d'onde et a fait l'objet de nombreuses publications. Des comparaisons préliminaires entre observations radio, ultra-violet (EUV), rayons X mous et coronagraphiques ont été entreprises par Pick (1999a), Pick *et al.* (1999b) et Pohjolainen *et al.* (1999, 2000a,b). Kosovichev & Zharkova (2000) ont étudié les changements du champ magnétique photosphérique qui accompagnait l'événement. Warmuth *et al.* (2000) ont détecté le développement d'une onde de Moreton observée en observations H_α . Enfin, Leblanc *et al.* (2000) ont étudié les sursauts radio qui accompagnaient la CME.

5.4.1 La description de l'événement

Une description complète est donnée dans les articles de Pohjolainen *et al.* (1999, 2000a).

Le pré-flash

La localisation des émissions radio semble provenir de la structure qui relie les deux régions (AR 8210 et AR 8214). Cette structure coïncide avec une boucle trans-équatoriale observée par le satellite japonais Yohkoh. En effet, nous pouvons observer deux régions de polarité opposée qui sont clairement visibles en rayons X mous et qui sont observées par Yohkoh (cf. Figure 5.8). Celles-ci désignent les pieds d'une boucle magnétique trans-équatoriale. Deux autres régions actives (AR 8215 et AR 8216) sont observables mais sont d'intensité moindre.

En émission radio, le pré-flash est associé aux sursauts de type III (cf. Figure 5.7) vers 13:35 TU qui tracent les structures magnétiques et, est surtout visible à basse fréquence : les électrons accélérés se déplacent au sein des boucles qui se forment dans chaque région.

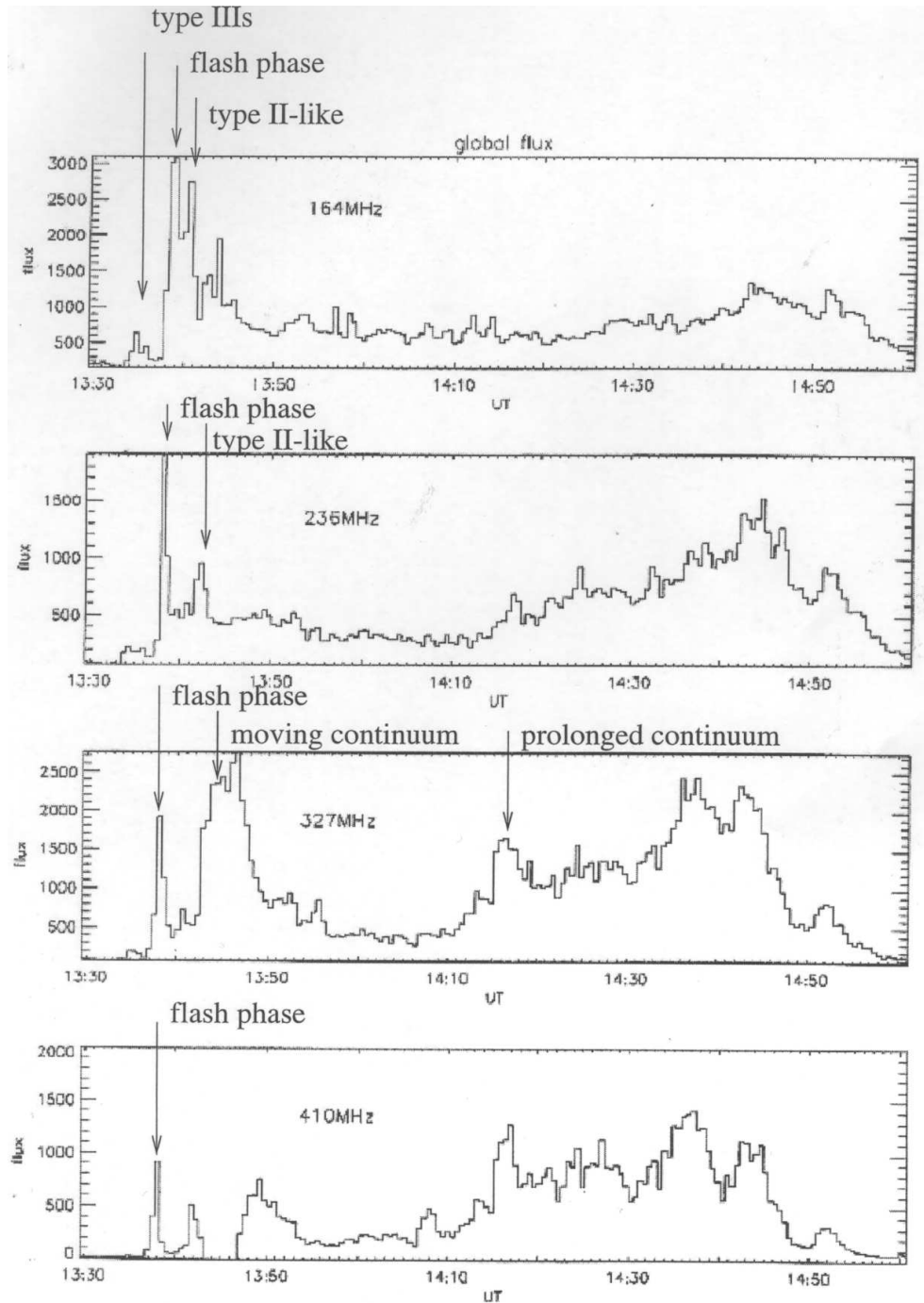


FIG. 5.7: Flux radio du NRH à 164, 236, 327 et 410 MHz pour l'événement radio du 02 mai 1998 (entre 13:30 et 15:00 UT). (source Pohjolainen *et al.* (2000a))

Le flash

Le flux en rayons X mous (cf. Figure 5.9) commence à augmenter notablement à partir de 13:31 UT.

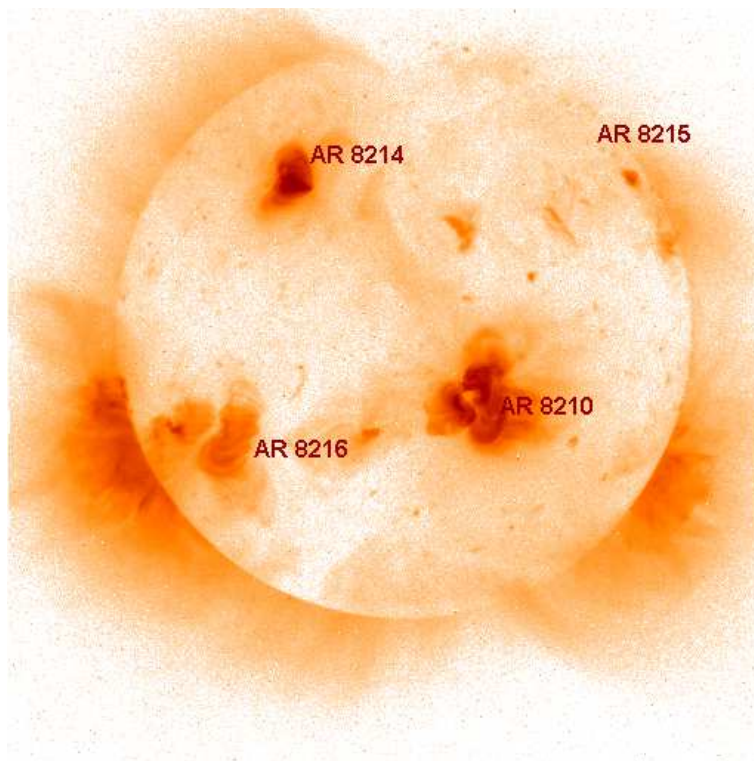


FIG. 5.8: Image du 02 mai 1998 fournie par l'instrument SXT du satellite japonais Yohkoh. Les régions AR 8214 et AR 8210 représentent les pieds de la boucle trans-équatoriale qui donnera lieu à de processus d'accélération observés en émission radio. Cette figure représente l'activité moyennée sur 24 heures.

Entre 13:32 et 13:37 TU, le spectre radio montre de nombreuses pulsations et divers sursauts radio de type II et de type III (cf. Figures 5.7, 5.10 et 5.11). Ces sursauts sont visibles à basse fréquence (164 et 236 MHz).

À 13:35 TU, la région active AR 8210 produit des sursauts radio qui semblent suivre la boucle magnétique trans-équatoriale. Ce déplacement est accompagné d'une nouvelle source d'émission très intense qui traduit l'injection d'électrons dans les deux structures magnétiques.

À 13:37:30 TU, nous observons un immense flash radio (cf. Figures 5.7 et 5.10), appelé source M0 (cf. Figure 5.11). À la fréquence 164 MHz, la dérive des émissions est de 15 MHz.s^{-1} . Des sursauts de type III se superposent à cette dérive.

Une onde de Moreton a été observée par l'Observatoire Solaire de Kanzelhöhe. L'historique de l'éruption et le développement de cette onde sont développés dans l'article de Warmuth *et al.* (2000). L'onde de Moreton est générée à 13:38 TU et se propage suivant deux directions (le Nord et le Nord-Ouest). Le front de l'onde se brise par la suite en deux parties visibles à 13:39:47 TU. Selon Warmuth *et al.* (2000), ce processus est dû à l'interaction avec un filament. La vitesse initiale du premier front d'onde (en direction du Nord) est évaluée à 790 km.s^{-1} et la vitesse du deuxième front d'onde (en direction du Nord-Ouest) est de 630 km.s^{-1} . À 13:44 TU, la vitesse décroît à 320 km.s^{-1} . Elle devient par la suite trop difficile à suivre.

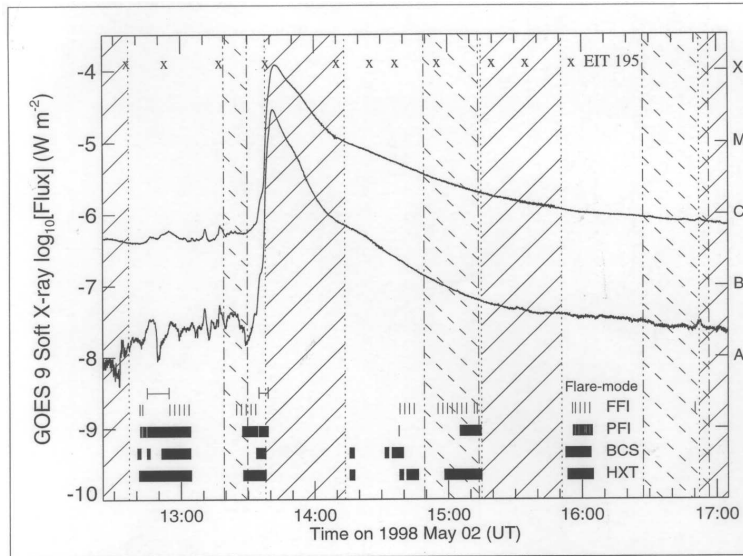


FIG. 5.9: Flux des rayons X mous observé par le satellite GOES à 1–8 Å (courbe du haut) et à 0.5–4 Å (courbe du bas). (source NOAA)

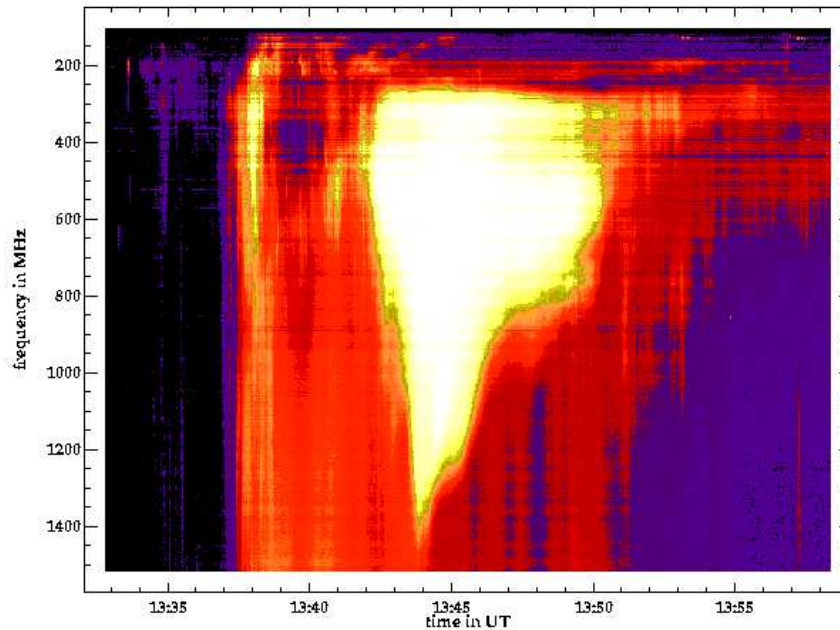


FIG. 5.10: Spectre radio du 02 mai 1998 fourni par l'instrument Phoenix-2 (ETH Zürich) pour les fréquences 100–1 500 MHz entre 13:33 et 13:58 TU. (source ETHZ)

Le post-flash

De nouvelles structures de type II (cf. Figures 5.7, 5.11 et 5.12) sont mises en évidence près de la région active AR 8210 et de petites structures (appelées M1, M2, M3) apparaissent

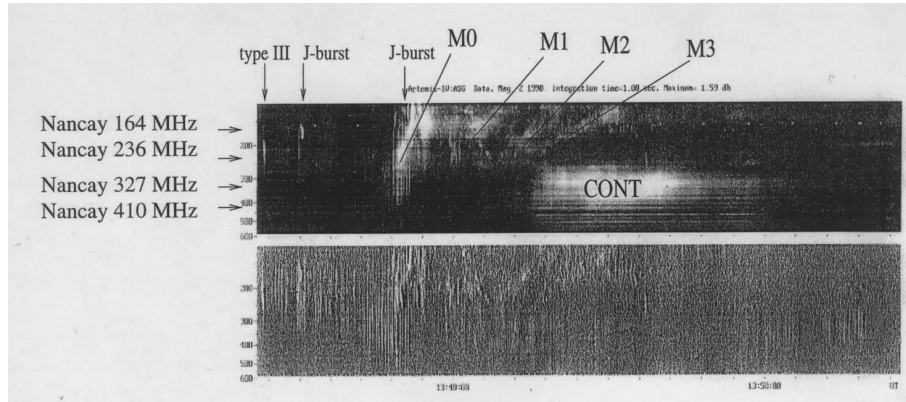


FIG. 5.11: Spectre radio du 02 mai 1998 fourni par l'instrument Artemis-IV pour les fréquences 115–550 MHz entre 13:33 et 13:58 TU. Le spectre du bas définit la dérivée temporelle de l'intensité. Le spectre du haut permet d'observer les changements et les pulsations rapides. Les sources M0, M1, M2 et M3 représentent les émissions de type II. (source Pohjolainen *et al.* (2000a))

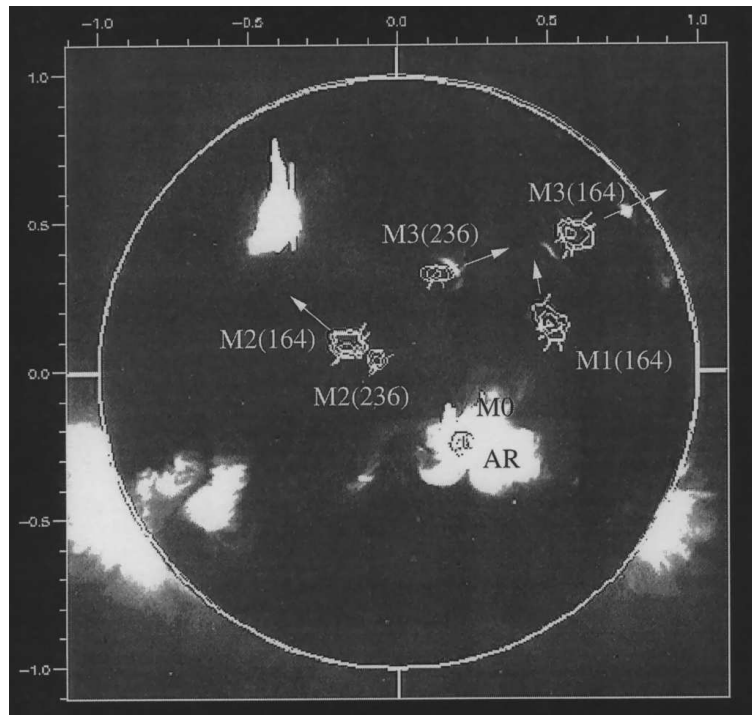


FIG. 5.12: Localisation spatiale des sources transitoires M0, M1, M2 et M3 à des fréquences données. (source Pohjolainen *et al.* (2000a))

entre 13:41 et 13:46 TU : la dérive de ces sources est de 1 MHz.s^{-1} (cf. Figure 5.11). Ceci pourrait représenter l'ouverture de boucles qui permettraient la propagation des électrons (*via* la reconnexion et la re-structuration de la couronne). Les électrons ont ainsi accès à de nouvelles lignes de champ qui seront à l'origine de la CME.

Le halo-CME a été ensuite observé respectivement à 14:46 et à 15:03 TU par les coron-

graphes C3 et C2 du satellite SOHO. La vitesse de propagation de l'événement est de l'ordre de $1\,000\text{ km.s}^{-1}$.

5.4.2 Les données de l'événement du 02 mai 1998

Pour l'événement radio du 02 mai 1998, nous utilisons des images de 64×64 pixels, chaque image représentant le diamètre du Soleil, et ce, pour 210 pas de temps (entre 13:24:54 et 13:59:44 TU), soit une résolution temporelle de 10 secondes. Nous observons le Soleil à 5 fréquences : 164, 236, 327, 410 et 432 MHz.

Nous avons donc un tableau tridimensionnel de dimension $(64 \times 64, 210, 5)$.

5.4.3 La distribution des poids

Nous utiliserons la matrice $l_{(2)}^*$, qui contient la racine carrée du flux normalisé pour mieux faire ressortir les sources d'intensité moyenne. Cette organisation des données revient à mettre l'accent sur les sources radio qui, bien qu'elles peuvent avoir des localisations différentes, présentent des structures temporelles communes ; ceci a pour conséquence d'observer la propagation des sources radio, ...

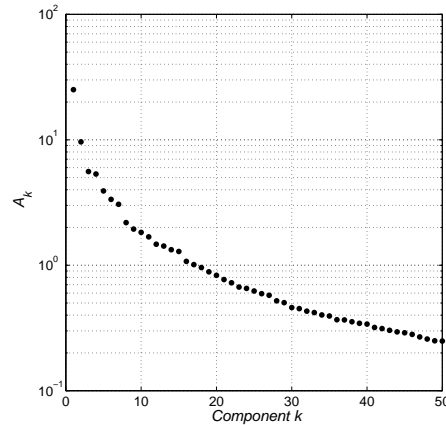


FIG. 5.13: **Distribution des poids issue de la SVD** : ce spectre montre 50 poids (sur 210 possibles) et, parmi eux, 2 modes dominants contenant plus de 89 % de l'énergie totale.

Sur la Figure **5.13**, nous montrons la distribution des poids A_k des 210 modes de la SVD. Cette figure révèle que 2 poids sont dominants et captent à eux-seuls près de 89 % de l'énergie totale. Les 4 premiers représentent 92 %, les 10 premiers 98 % et les 15 premiers 98.5 % de l'énergie totale. Nous pouvons considérer le reste des modes comme étant des modes présentant des structures sans signification spatio-temporelle particulière. Nous nous concentrerons sur les deux premiers, les autres étant difficiles à interpréter directement.

5.4.4 La description des modes

Chaque mode spatio-temporel est représenté par 5 cartes du Soleil (chacune étant associée à une fréquence) et une évolution temporelle associée ; nous représentons sur chaque carte solaire un maillage dans le seul but de faciliter la localisation des phénomènes. Ce maillage ne correspond pas tout à fait aux véritables systèmes de coordonnées.

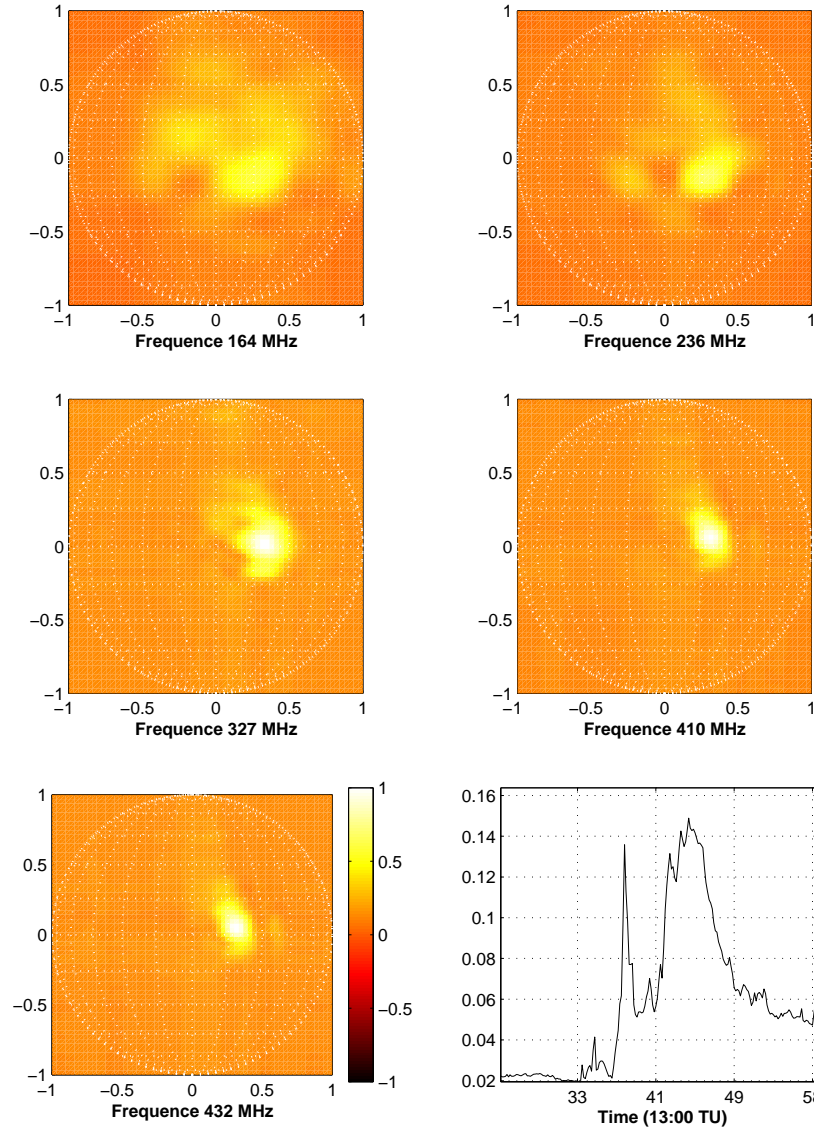


FIG. 5.14: **Mode 1**. Ce mode statistique est composé de 5 structures spatiales et d'une évolution temporelle commune. Un code couleur est établi, et varie de -1 à 1, respectivement du noir vers le blanc. La normalisation des cartes est faite de telle manière que nous normalisons chaque carte par la valeur maximale de l'intensité des 5 cartes appartenant au même mode.

Mode 1

Le mode 1 (cf. Figure 5.14) représente 74 % de l'énergie du signal et est, de loin, le plus énergétique. Nous observons sur l'évolution temporelle trois types de phénomènes : les sursauts de type III à 13:35 TU, un flash à 13:38 TU ainsi qu'un continuum après 13:41 TU. L'évolution temporelle est comparable à celle de la Figure 5.7 (correspondant à la fréquence 327 MHz).

Sur les cartes du Soleil, nous pouvons observer que l'intensité des zones actives est plus importante à haute fréquence (≥ 327 MHz). Les structures spatiales qui y apparaissent sont

localisées aux mêmes coordonnées héliographiques. À l'opposé, l'intensité des zones actives est plus faible à basse fréquence (164 et 236 MHz) : elles sont plus étendues et localisées un peu plus au Nord et sont plus nombreuses. Dans les articles de Pohjolainen *et al.* (1999, 2000a), ces sources sont qualifiées "sources M" (sources M0 de coordonnées (0.3,-0.1) et M2 de coordonnées (-0.2,0.1) facilement reconnaissables sur la Figure 5.12) et sont de courte durée. Les sources M1 et M3 sont difficilement observables dans ce premier mode.

Compte tenu d'une intensité des structures spatiales réduite à basse fréquence, nous estimons que le mode 1 est la contribution de la dynamique observée à haute fréquence. Le flash de l'éruption, qui se caractérise par une forte intensité, ne se distingue pas à haute fréquence par l'apparition d'une source radio différente.

De cela, nous pouvons dire que le flash et le continuum sont localisés au même endroit et ont en première approximation un spectre d'émission semblable, les modes suivants y apportant des corrections. À basse fréquence, nous pouvons difficilement attribuer une source radio à un processus donné.

Imposer une structure temporelle commune est une contrainte forte ; ce mode laisserait penser que nous pouvons établir des structures communes à l'ensemble des fréquences, généralement des processus d'évolution rapide et donc de propagation rapide dans la couronne solaire (des hautes vers les basses fréquences).

Mode 2

Le mode 2 (cf. Figure 5.15) capte 11 % de l'énergie du signal. Contrairement au mode 1, les cartes solaires possèdent ici des zones d'intensité négative. Il faut donc considérer le mode 2 comme une correction au mode 1, le flux total étant la somme de ces deux modes. Nous y observons les mêmes phénomènes : les sursauts de type III à 13:35 TU, le flash (à basse fréquence) et le continuum (à haute fréquence). Le flash émis par l'éruption est très net à basse fréquence (surtout à 164 MHz) et dure quelques dizaines de secondes. Jusqu'à 13:41 TU, en multipliant le mode temporel avec sa structure spatiale, nous pouvons noter une augmentation de l'intensité à basse fréquence avec un maximum d'intensité vers 13:38 TU ; dans le même temps, la source observée à haute fréquence voit son intensité décroître. Après 13:41 TU, nous observons l'inverse.

Ici, nous pouvons clairement remarquer que le flash s'observe bien à basse fréquence tandis que le continuum s'observe mieux à haute fréquence. Les sources M ne sont pas observables dans ce mode. Nous retrouvons ces sources transitoires éparpillées dans les modes d'ordre supérieur.

Autres modes d'ordre supérieur et remarques

Les modes d'ordre supérieur contiennent moins d'énergie. Leur interprétation est fastidieuse car nous y observons de multiples sources en leur sein qui restent difficiles à définir et à appréhender en termes de poids fréquentiel (i.e. quel est le poids d'une fréquence sur la structure de l'évolution temporelle ?). De plus, nous pouvons observer certaines sources transitoires (M1 et M3 notamment) dans ces modes.

Au-delà de l'ordre 5, ces modes sont très souvent affectés par les lobes de reconstruction, bien que le filtrage préalable (en introduisant un seuil puis en utilisant un filtre de Wiener 2D) a permis d'en réduire l'intensité.

Interpréter directement un résultat issu de la SVD apparaît difficile et cette méthode n'est

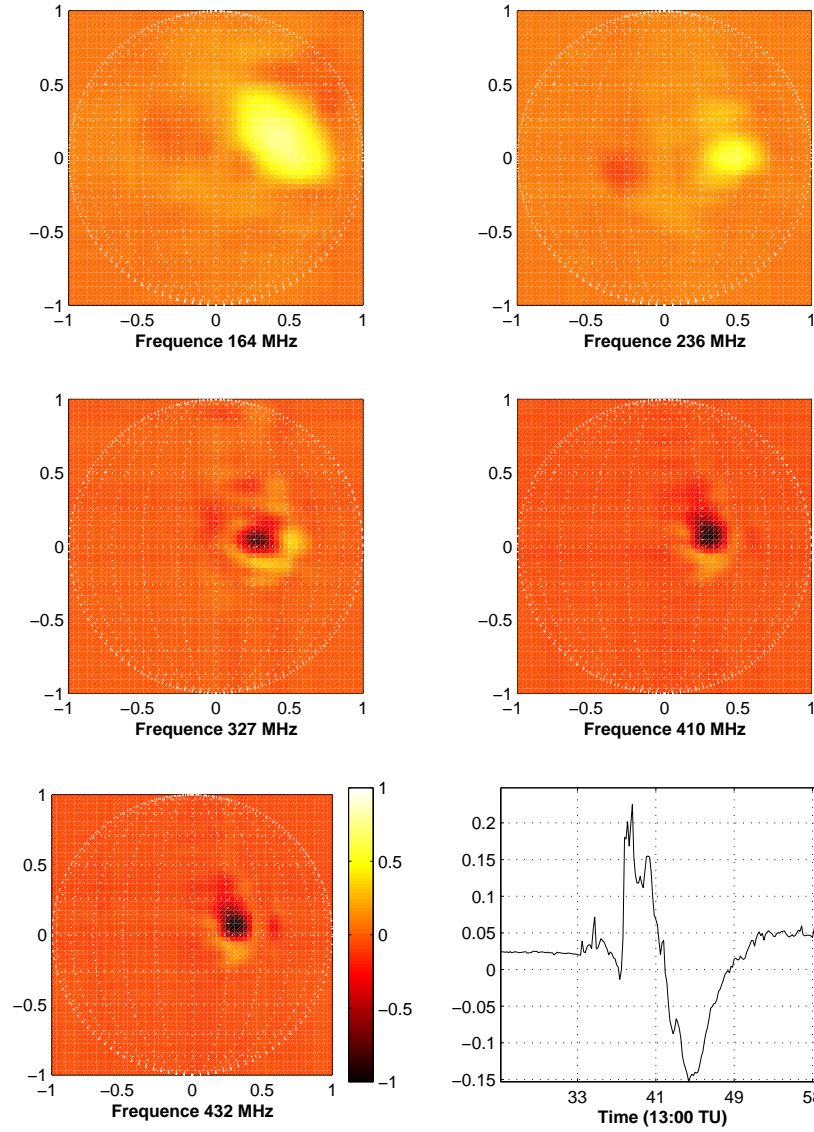


FIG. 5.15: Mode 2.

envisageable que pour une réduction des données, préalable à toute classification. En effet, au sein d'un même mode statistique, plusieurs processus peuvent être inclus, mais il est alors dans ce cas distinguer proprement les processus.

5.4.5 La méthode de classification

Dans cette Section, nous allons tenter de différencier, si cela est possible, les processus radio à partir d'une méthode de classification (et en particulier à partir de la méthode k -means). Pour cela, nous prendrons les résultats de la SVD sur la matrice $\mathbf{l}_{(2)}^*$ de la section précédente, à savoir les évolutions temporelles $v_k(t)$ dont les 2 premières sont sur les Figures 5.14 et 5.15. Nous étudierons alors les structures contenues dans l'espace de phase (cf. Section 5.3.5) défini par les modes $v_k(t)$. La classification consistera alors à chercher, dans cet espace,

des groupes de points.

Choix de la métrique

Regrouper les points à partir de la Figure 2.3 ou des Figures 5.3 et 5.5 ne requiert pas le même choix de distance (ou métrique). L'explication est donnée dans la Section 2.3.2.

Dans notre cas, il s'agit en fait de prendre en compte le principe suivant : si le même phénomène est observé à deux fréquences différentes, alors le processus est représenté par une droite dans l'espace (v_1, v_2) , l'espace (v_1, v_2) étant défini par les évolutions temporelles des modes SVD de la matrice $l_{(2)}^*$ (cf. Section 5.4.4). La distance choisie doit tenir compte de cette hypothèse et doit pouvoir regrouper les points distribués selon une droite au sein d'une classe (ou groupe de points) unique. Dans le cas d'un amas de points (de forme circulaire), le meilleur choix de distance reste la distance euclidienne.

Pour identifier des points alignés selon une droite passant par l'origine, il convient d'utiliser une autre métrique : la distance "cosinus" qui est basée sur les propriétés des vecteurs dans un espace euclidien. Cette distance mesure le cosinus de l'angle (le cosinus) défini entre deux vecteurs de dimension p . Cette métrique est définie de la manière suivante :

$$\cos(u, v) = \frac{\sum_i^p (x_i \cdot y_i)}{\sqrt{(\sum_i^p x_i^2)(\sum_i^p y_i^2)}} \quad (5.16)$$

où p représente le nombre de composantes qui décrit les vecteurs x et y , et x_i , y_i représente respectivement les valeurs de la i -ème composante des vecteurs x et y .

Deux vecteurs sont donc confondus si $\cos(u, v) = 1$. À l'opposé, ils sont orthogonaux si $\cos(u, v) = 0$.

Résultats

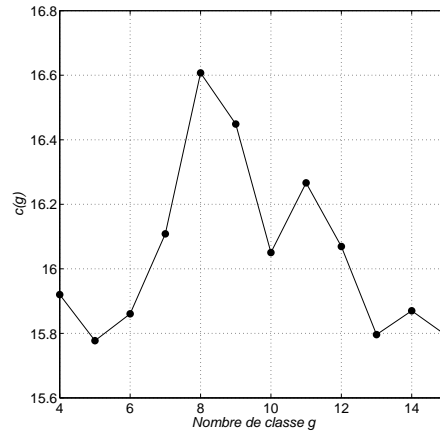


FIG. 5.16: Évaluation du nombre de classes nécessaires à la description des données.

Combien de modes statistiques faut-il prendre ? Parmi l'ensemble des modes spatio-temporels obtenus à partir de la SVD, combien d'entre eux suffisent à décrire les propriétés principales des données ? Généralement nous nous basons sur la distribution des poids en se fixant un seuil minimal d'énergie (cf. Chapitre 2).

Nous considérons les 10 premiers modes temporels $v_k(t)$ issues de la SVD sur la matrice $l_{(2)}^*$ qui captent à eux-seuls 98 % de l'énergie totale. Nous avons pu observer que l'utilisation d'un nombre de modes temporels supérieurs à 10 ne donnait pas de résultats sensiblement différents. Dans ces 10 modes, nous avons des modes qui captent les structures les plus intenses (par exemple, le flash) mais aussi des structures qui représentent des processus transitoires.

En utilisant les modes temporels $v_k(t)$, nous perdons toute véritable information spatiale. L'événement est décomposé uniquement en tranches temporelles.

Combien de classes ? Nous calculons le nombre de classes à sélectionner à partir de l'Équation C.15 (cf. Annexe C), basée sur les matrices de dispersion intra-classe et extra-classe définies par Calinski & Harabasz (1974). Nous l'évaluons à $g_{max} = 8$ le nombre idéal de classes, parce que cela correspond au maximum du coefficient $c(g)$ (cf. Figure 5.16). Nous choisissons de calculer les différentes classes en utilisant la méthode k -means avec la métrique "cosinus" en imposant 8 classes.

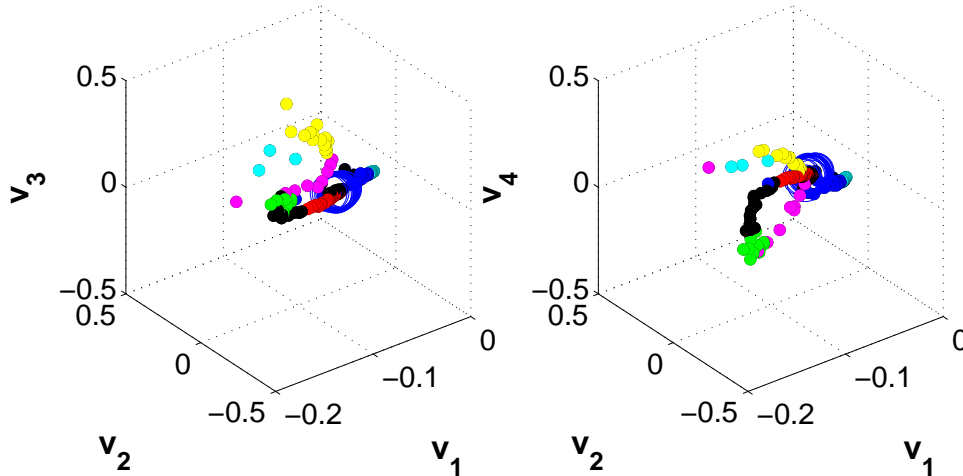


FIG. 5.17: **Identification des 8 classes par la méthode des k -means dans l'espace de phase à 10 dimensions défini par les 10 premiers modes temporels $v_k(t)$.** Seule une projection 3D de cet espace est représentée ici. La classe 1 (en jaune) correspond au flash de l'éruption ; la classe 2 (en magenta) correspond aux sources transitoires M (sources M0, M2 et M3) ; la classe 3 (en noir) correspond aux sources transitoires M (source M2) ; la classe 4 (en cyan) correspond à l'émission de fond en début d'observation ; la classe 5 (en noir cerclé de bleu) correspond au continuum ; la classe 6 (en bleu) correspond au pré-flash ; la classe 7 (en vert) correspond aux sources M, et la classe 8 (en rouge) correspond au continuum.

Le résultat de cette classification est donné sur la Figure 5.17. Nous traçons sur cette figure les classes à partir des premiers modes obtenus par la SVD ; nous pouvons nous rendre compte que les classes ne sont pas bien distinctes. Il est à noter que, même si les classes ne sont pas bien observables en 3D, elles le sont dans des dimensions supérieures.

Nous avons obtenu 8 processus différents que nous traçons sur des cartes solaires (Figure 5.18) à la fréquence 164 MHz en calculant une image moyenne calculée à partir des

points identifiés au sein d'une même classe. Nous avons pu identifier chaque classe à un des événements évoqués plus haut. La classe 1 correspond sensiblement à l'intervalle de temps qui comprend le flash, les classes 2 et 7 aux sources transitoires M, la classe 3 à la source M2, la classe 4 à l'émission de fond en début d'observation, les classes 5 et 8 au continuum et la classe 6 au pré-flash.

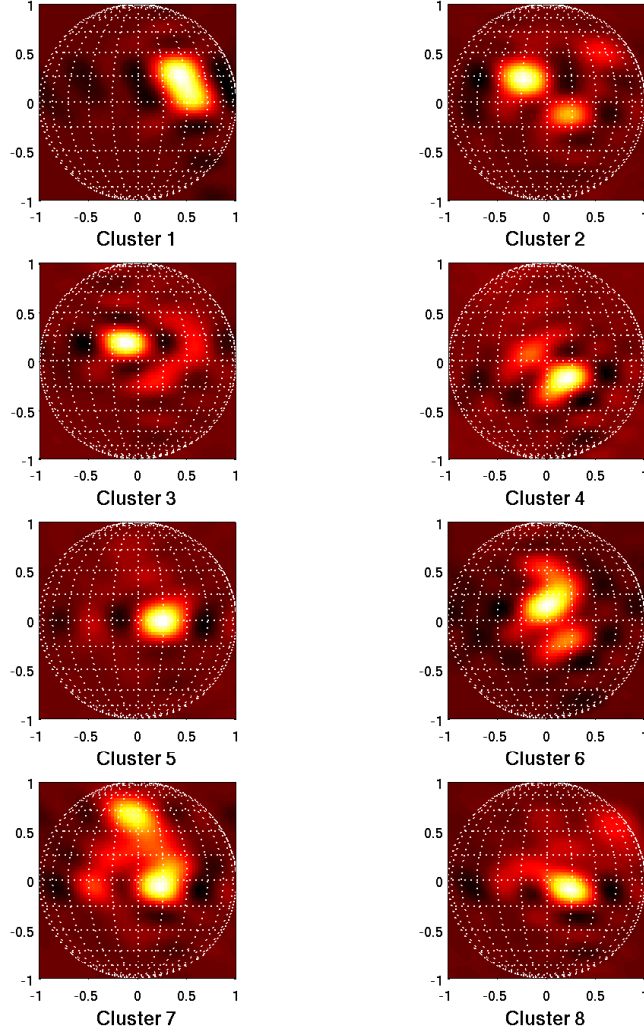


FIG. 5.18: **Cartes solaires représentant les 8 processus isolés par la méthode des k -means à la fréquence $f = 164$ MHz.** Ces cartes ont été faites dans le seul but de la visualisation des classes définies par la Figure 5.17. Chaque carte solaire est une image moyenne calculée à partir des points issus d'une même classe.

Il est à noter que l'on pourrait décrire les données, si nous effectuons une analyse individuelle sur les données à 164 MHz, puis à 236 MHz, etc..., avec moins de classes (en particulier à haute fréquence) mais il s'agit de l'un des inconvénients de l'analyse de données simultanée. Les phénomènes en haute altitude (et donc à basse fréquence) semblent plus nombreux et il est donc probable que nous ayons besoin de davantage de classes pour décrire l'ensemble de la dynamique.

La Figure 5.19 représente le degré (ou probabilité) d'appartenance d'un point $v(i)$ ($i = 1, \dots, 210$) (temporel) d'appartenir à la classe j ($= 1, \dots, 8$). Le degré d'appartenance d'un point $v(i)$ à une classe j est donné par la relation suivante (Nelles, 2000) :

$$\mu_{ij} = \frac{1}{(\sum_{i=1}^{g_{max}} D_{ij})^2} \quad (5.17)$$

avec $D_{ij} = \|v(i) - c_j\| = (v(i) - c_j)^T (v(i) - c_j)$, g_{max} étant le nombre total de classes estimé et D_{ij} définissant la distance entre le point $v(i)$ à une classe j .

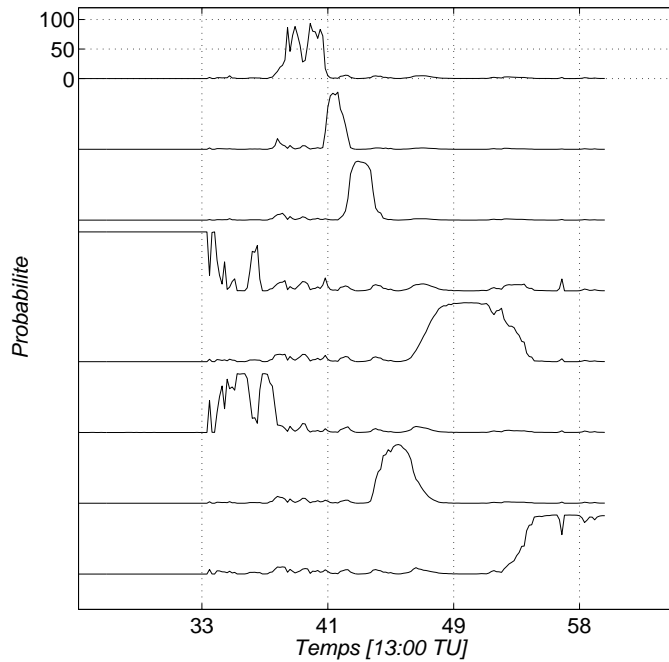


FIG. 5.19: **Degré d'appartenance** : probabilité d'appartenance (en %) d'un point $v(i)$ ($i = 1, \dots, 210$) (temporel) à la classe j ($= 1, \dots, 8$). Les courbes correspondent respectivement à la classe 1 (en haut) à 8 (en bas).

Nous pouvons observer sur la Figure 5.19 que chaque classe est clairement identifiée selon une plage temporelle et qu'il y a peu de chevauchements entre les classes calculées. La méthode identifie donc une série d'événements séparés dans le temps. Cela n'est pas tout à fait en accord avec les observations qui montrent que des sources radio qui ont des localisations spatiales et des intensités différentes peuvent se produire dans le même intervalle temporel. L'explication la plus probable est la suivante : lorsque plusieurs événements coexistent à des localisations différentes, la méthode extrait la source la plus intense et favorise donc cette dernière.

Quels processus sans réduction de données préalable ? Si nous effectuons cette analyse sur les données de dimension $(64^2 \times 5,210)$ sans aucune réduction de données préalable (c'est-à-dire sans SVD), nous retrouvons les mêmes processus mais au prix d'un temps de calcul bien supérieur. La projection par SVD constitue donc un réel atout ici.

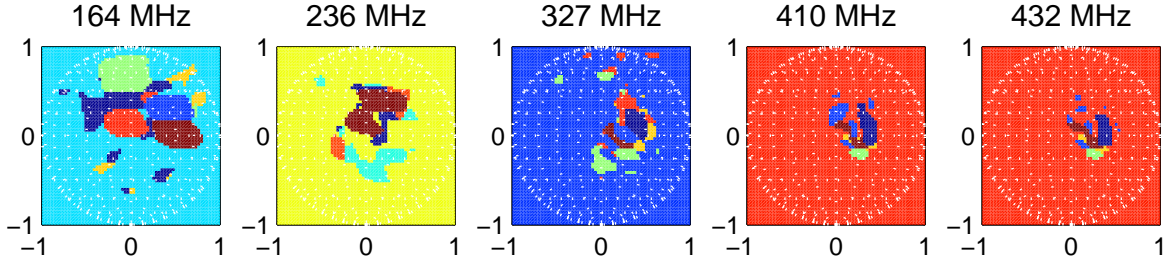


FIG. 5.20: **Identification des 8 classes dans l'espace de phase à 10 dimensions défini par les 10 premiers modes spatiaux $u_k(\mathbf{r}, f)$.** Chaque couleur correspond à une classe.

Nous pouvons effectuer le même type d'analyse sur l'espace de phase défini par les modes spatiaux $u_k(\mathbf{r}, f)$ (cf. Figure 5.20), mais l'interprétation est difficile du fait du chevauchement de différentes sources radio. Nous obtenons des classes strictement identiques pour les fréquences 410 et 432 MHz, confirmant que ces deux fréquences d'émission décrivent des dynamiques similaires. À basse fréquence, nous pouvons observer des sources M et la région active (cf. Figure 5.12).

5.4.6 La SVD sur la matrice $\mathbf{l}_{(3)}^*$

L'analyse de la seule SVD

La décomposition sur la matrice $\mathbf{l}_{(2)}^*$ donnait des modes difficiles à interpréter (cf. Figures 5.14 et 5.15). Regardons ce qui en est de la SVD de la matrice $\mathbf{l}_{(3)}^*$.

Nous utilisons ici la matrice $\mathbf{l}_{(3)}^*$, soit une matrice de dimension $(64^2 \times 210,5)$; nous considérons que chaque pixel évolue de manière indépendante et qu'il constitue un événement en soi à chaque fréquence. L'objectif de l'analyse par SVD est d'observer et d'identifier les pixels qui ont des similitudes dans leur spectre fréquentiel.

Comme nous le voyons sur la deuxième colonne de la Figure 5.21 représentant la contribution de chaque fréquence aux modes statistiques, la SVD construit des regroupements en fréquence. L'observation des modes 1 et 2, comparables aux modes dominants de la matrice $\mathbf{l}_{(2)}^*$ (cf. Figures 5.14 et 5.15), permet de se rendre compte de la présence simultanée et non-négligeable de phénomènes se produisant aux 5 fréquences et, en particulier, du flash (à basse fréquence) et du continuum (à haute fréquence) ; ceci montrerait que l'on peut établir des processus communs observables à toutes les fréquences, comme nous l'avons montré précédemment. Le mode 3 représente essentiellement le flash observé à basse fréquence, notamment à 236 MHz. Le mode 4 capte en particulier les phénomènes à 327 MHz, mais est aussi sujet à l'influence des hautes fréquences et dans une moindre mesure à l'influence des basses fréquences. Le mode 5 capte la dynamique aux très hautes fréquences (410 et 432 MHz), ce qui s'explique par une dynamique très similaire, propriété confirmée par le dendrogramme de la Figure 5.22 (calculé en considérant la distance euclidienne).

Le dendrogramme : la sélection des fréquences

La Figure 5.22 présente des propriétés intéressantes, à savoir que l'on peut faire des regroupements en termes de fréquences et même qu'il est possible de sélectionner les fréquences

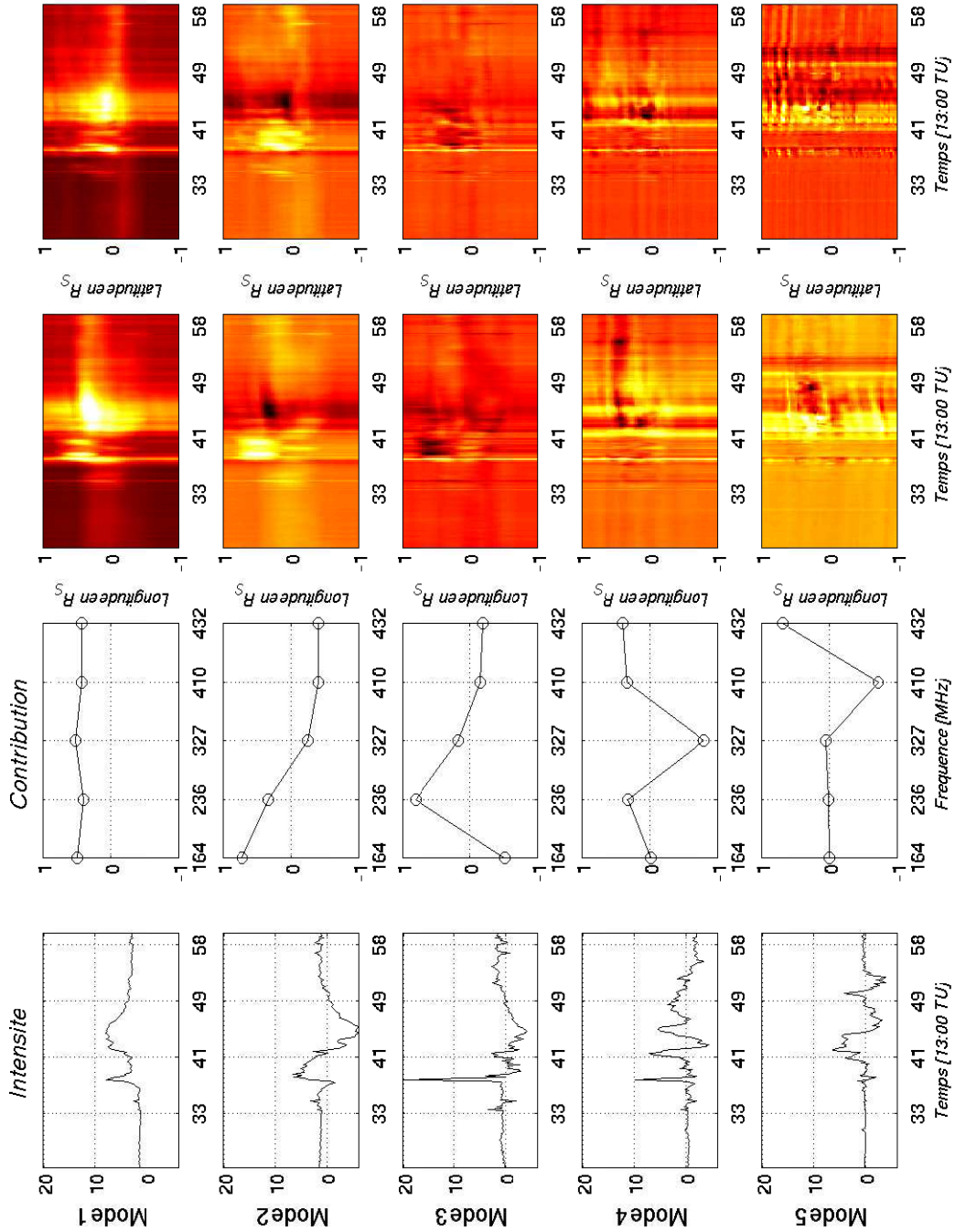


FIG. 5.21: **Résultats issus de la SVD sur la matrice $I_{(3)}^*$** . La première colonne représente l'évolution temporelle, la seconde la contribution de chaque fréquence à cette évolution, et les deux dernières l'intensité projetée sur la longitude et la latitude. Grâce à ces projections, nous pouvons suivre l'éventuel déplacement des zones d'émission.

les plus intéressantes. Comment déterminer le nombre de fréquences nécessaire ? Nous pouvons nous reporter à la Section 2.2.4 du Chapitre 2. En effet, suivant la distance à laquelle sont coupées les branches, le nombre de fréquences à analyser diffère. Nous pouvons noter

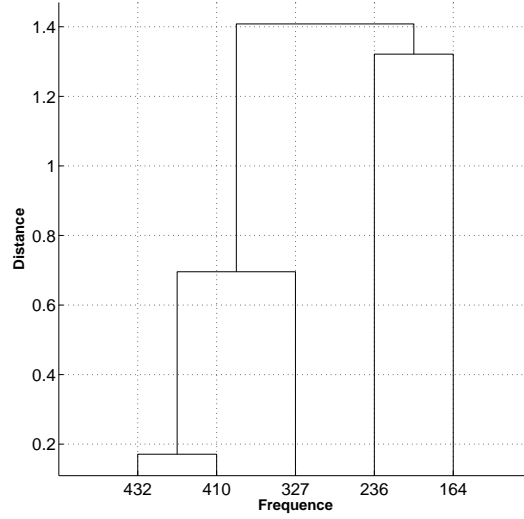


FIG. 5.22: Dendrogramme sur les fréquences

en particulier que les fréquences 410 et 432 MHz présentent des caractéristiques similaires ; nous pouvons y inclure dans une moindre mesure la fréquence 327 MHz. À basse fréquence, nous pouvons noter également des similitudes. Ceci est un résultat important puisque l'on peut, dans le cas d'un très grand nombre de fréquences, sélectionner uniquement quelques unes d'entre elles, réduisant ainsi les volumes de données et les calculs et évitant ainsi toute redondance de l'information.

Les deux colonnes de droite de la Figure 5.21 confirment les résultats précédents sur le contenu des processus dans chaque mode. Ces graphes représentent l'intensité radio en fonction de la latitude/longitude et du temps. Nous observons pour chaque graphe une intensification dans le quadrant Nord-Ouest du Soleil à 13:38 TU traduisant le flash (l'éruption solaire). Par ailleurs, sont observées plusieurs bandes correspondant à des sources transitoires (en particulier dans le mode 2) localisées autour de $0.5 R_S$ de latitude et de $0 R_S$ de longitude. Ces sources apparaissent juste après le flash. Le continuum est facilement reconnaissable dans le mode 1, se caractérisant par une bande très étendue sur une quinzaine de minutes.

Le mode 3 est seulement caractérisé par cette bande à 13:38 TU, le flash, ainsi que des sources M observées à 236 MHz. Quant aux très hautes fréquences (à partir de 327 MHz), nous pouvons y déceler la présence des lobes secondaires.

Nous sommes limités ici par la résolution fréquentielle ; au plus, nous pouvons isoler 5 processus. Généralement, chaque événement radio est caractérisé par davantage de processus mais le NRH n'observe en routine le Soleil qu'en 5 fréquences.

La classification

À partir des modes précédents, nous pouvons établir une classification. La Figure 5.23 montre la structure des classes pour le cas où il y en a 4. Nous montrons également les spectres correspondant à chaque classe.

Nous n'observons pas de structure particulière dans l'espace de phase défini par les modes $u_k(\mathbf{r}, t)$; la structure observée est semblable à un plan et il n'en ressort aucune tendance ; le choix du nombre de classes est relativement arbitraire dans ce cas. Malgré tout, nous

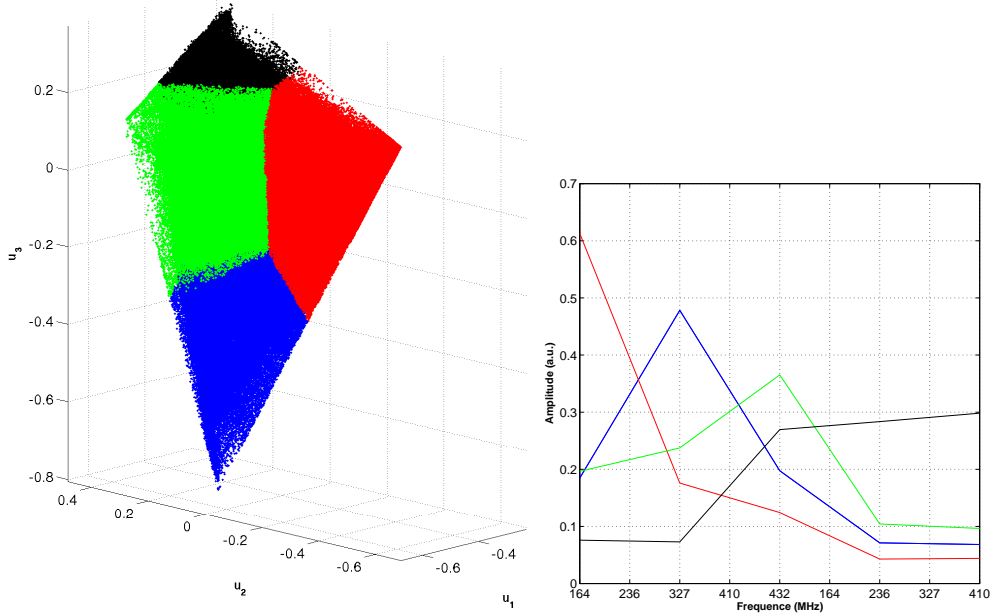


FIG. 5.23: **Classification sur la matrice $I_{(3)}^*$.** Nous montrons les classes à gauche et les spectres correspondant à droite.

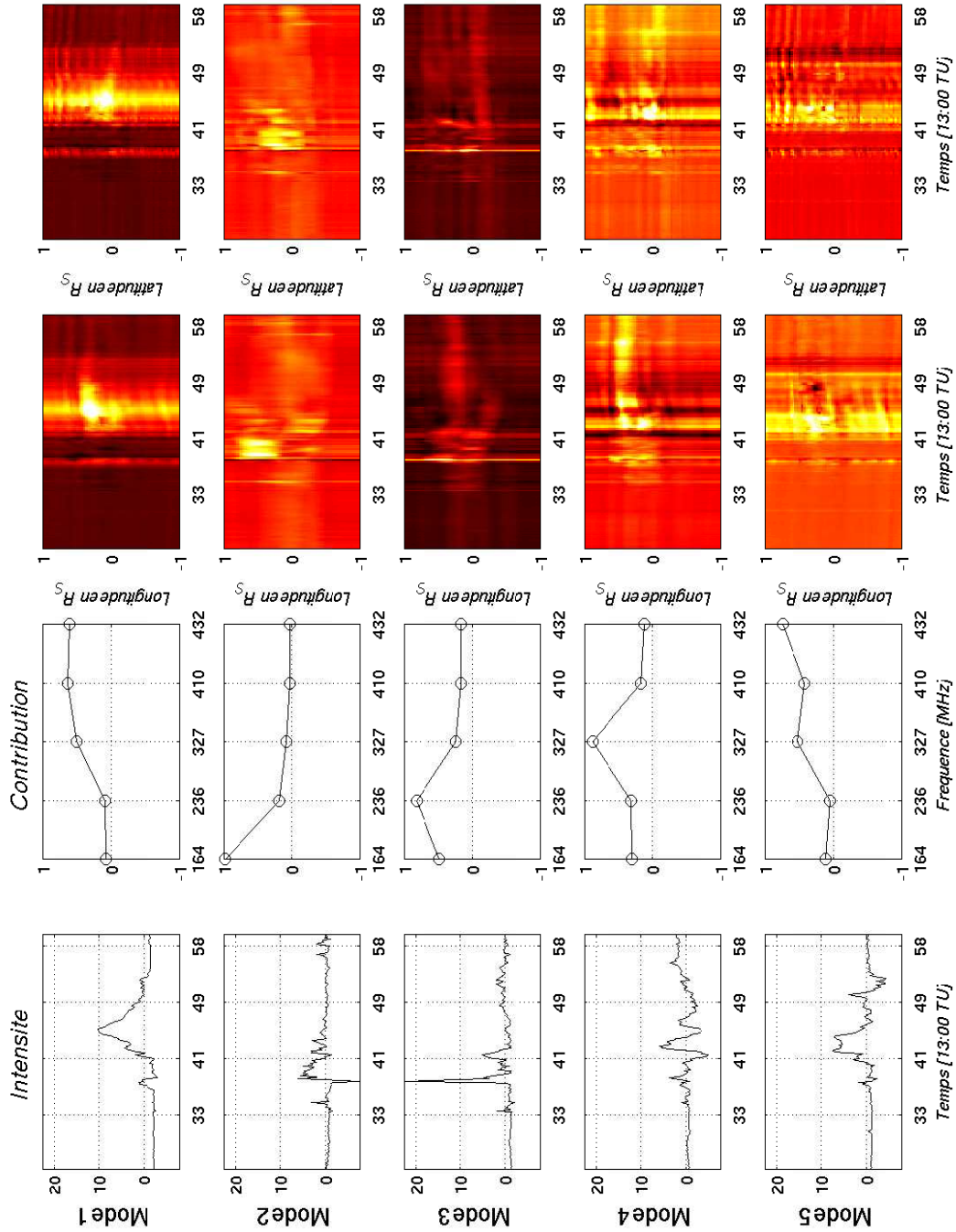
observons des spectres fréquentiels de nature différente. Mais il est difficile d'associer les classes à des processus connus.

5.4.7 L'ICA sur la matrice $I_{(3)}^*$

La SVD est un bon outil pour la réduction de données qui a permis de mettre en évidence soit des processus communs à toutes les fréquences, soit des regroupements en fréquence (ou spectres communs). Mais peut-on séparer davantage certains processus ? Nous avons vu dans le Chapitre 2 que la SVD se base uniquement sur les moments statistiques d'ordre inférieur ou égal à 2. Désormais, nous pouvons également utiliser les moments statistiques d'ordre supérieur ou égal à 2 ; cela revient à utiliser l'ICA. Nous supposons alors que les données sont non-gaussiennes et stationnaires (au premier ordre).

L'ICA de la matrice $I_{(3)}^*$ est illustrée sur la Figure 5.24. Nous observons que l'ICA permet de mieux regrouper certaines fréquences que la SVD à tel point que les 4 premiers modes captent essentiellement les processus qui se produisent à des fréquences caractéristiques. Un autre point est important : les évolutions temporelles et les cartes sont essentiellement positives, ce qui favorise l'interprétation allant dans le sens d'une superposition d'émissions indépendantes.

Le mode 1 capte essentiellement les processus émis à haute fréquence (≥ 327 MHz) et en particulier le continuum au-delà de 13:41 TU observable sur les deux graphes de droite de la Figure 5.24 ; nous pouvons également observer une bande de faible intensité à 13:38 TU qui peut être attribué au flash. Le mode 2 représente les processus observés à 164 MHz, à savoir : le pré-flash (visible à 13:35 TU), le flash à 13:38 TU et les sources transitoires M qui durent quelques minutes et dont certaines dérivent suivant le temps. Le mode 3 capte préférentiellement le flash à 236 MHz (et d'une manière plus faible à 164 MHz) à 13:38 TU.

FIG. 5.24: Résultats issus de l'ICA sur la matrice $I_{(3)}^*$.

Le mode 4 capte la dynamique observée à 327 MHz et notamment le continuum. Le mode 5 semble représenter le continuum mais aussi les lobes secondaires à haute fréquence.

L'ICA permet dans ce cas de séparer les processus en termes de fréquence, bien mieux que ne peut le faire la SVD. Pourquoi ? Nous avons vu sur la Figure 5.21 que le mode 1 est une combinaison de différents processus observables à toutes les fréquences (le flash à basse

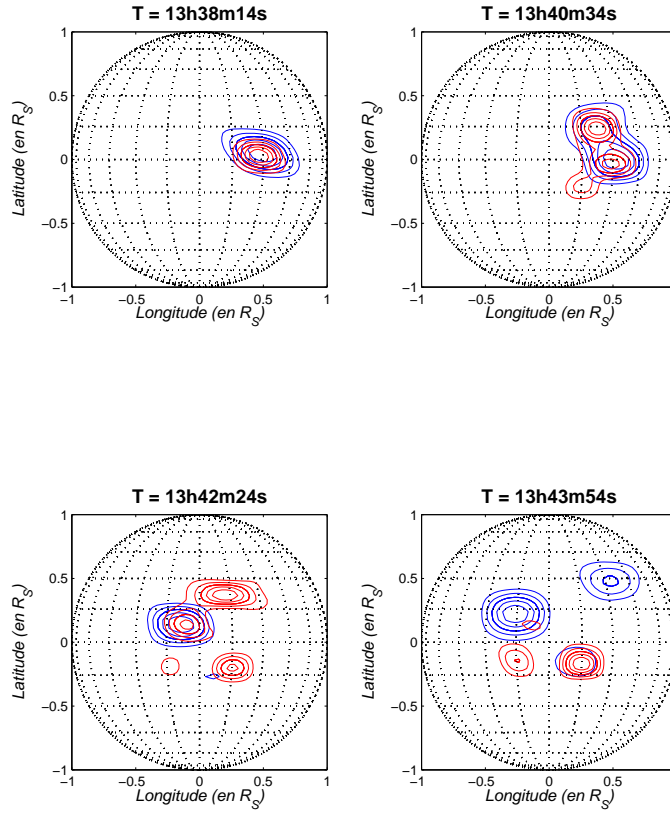


FIG. 5.25: **Cartographie des sources transitoires pour l'événement du 02 mai 1998** : aux fréquences de 164 MHz (en bleu) et 236 MHz (en rouge).

fréquence et le continuum à haute fréquence). Nous pouvons en dire de même pour les autres modes. L'ICA a permis d'obtenir un mode qui représente la dynamique à haute fréquence et un second mode représentant la physique à basse fréquence, ce qui renforce l'idée issue de la Figure 5.22, à savoir établir des dynamiques particulières.

À partir de la Figure 5.24, nous pouvons représenter les cartes solaires aux temps correspondant au flash et aux sources transitoires (M). Nous traçons les sources pour les fréquences 164 et 236 MHz. La première carte de la Figure 5.25 représente la position des sources à 13:38:14 TU ; nous pouvons observer que les sources sont superposées. Nous pouvons en conclure que ce flash se déroule à la même localisation à 164 et 236 MHz. En deux minutes de temps, les structures s'élargissent. Les cartes du bas représentent les structures des sources transitoires M (sources M0, M2 et M3). Nous pouvons observer une source de coordonnées (0.1,0.1) (illustrée en bleu et qualifiée de source M2 dans la Figure 5.12) qui se déplace légèrement vers le Nord-Ouest à 164 MHz, et une seconde source visible, appelée M3, de coordonnées (0.5,0.5) à 164 MHz et de coordonnées (0.2,0.3) à 236 MHz (cf. Figure 5.12). Nous retrouvons ainsi les sources caractéristiques.

5.4.8 L'ICA sur la matrice $I_{(2)}^*$

Appliquons maintenant l'ICA à la matrice $I_{(2)}^*$, ce qui revient, rappelons-le, à identifier les régions dont l'émission radio présente la même évolution temporelle. Nous montrons les processus que nous jugeons les plus intéressants à 164 MHz (cf. Figure 5.26).

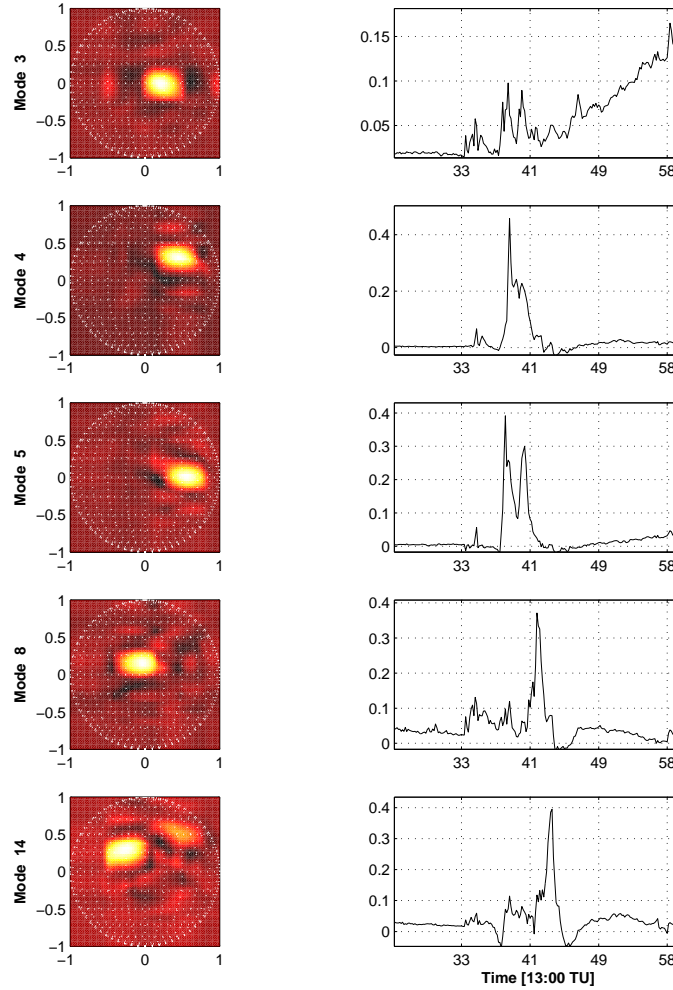


FIG. 5.26: Résultats issus de l'ICA sur la matrice $I_{(2)}^*$ pour la fréquence 164 MHz. Représentation des cartes et de l'évolution temporelle associée des modes 3, 4, 5, 8 et 14.

À 164 MHz, nous pouvons observer dans le mode 3 la région active dont l'évolution temporelle est très lente et constante ; ce mode peut être assimilé à un orage de bruit. Le mode 4 représente le flash clairement identifié à 13:38 TU. Le mode 5 comprend le pré-flash (de type II), le flash et un phénomène post-flash que nous pouvons assimiler au sursaut de type II (Pohjolainen *et al.*, 1999, 2000a). Les modes 4 et 5 présentent une structure dont la localisation est différente. Les modes 8 et 14 présentent des structures similaires mais décalées dans le temps et dans l'espace et semblent être la contribution d'une propagation de la source M2.

Nous pouvons établir des cartes semblables pour d'autres fréquences.

Les résultats que nous obtenus ici permettent de faire directement le lien avec les résultats

issus de la Section 5.4.1. Nous retrouvons à partir d’une méthode statistique les principaux résultats, à savoir les localisations de la région active, de la source M2, et du flash. À cela s’ajoute une évolution temporelle associée qui montre son émergence.

5.4.9 Conclusions

Nous avons vu que la classification permet d’isoler uniquement certains processus dans le temps ou dans l’espace mais jamais en tenant compte de ces paramètres simultanément. Ainsi nous avons pu isoler quelques processus : l’émission de fond, le pré-flash, le flash, les sources transitoires et le continuum. La notion d’espace n’est pas prise en compte dans ce cas-ci : nous calculons une image “moyenne” pour pouvoir ainsi visualiser la structure spatiale des classes ainsi obtenus ; il serait nécessaire de pouvoir différencier correctement la localisation géographique de ces sources. La classification définie par les modes spatiaux donne des chevauchements de sources. Le choix d’utiliser la SVD ou non pour la classification n’affecte en rien les résultats finaux mais la SVD au préalable permet de sélectionner un certain nombre de modes statistiques que nous estimons caractéristiques de la dynamique du système, et donc de gagner du temps sur les calculs des classes.

Les modes fournis par la SVD ne sont pas aisés à interpréter en terme physique puisque aucun n’isole de processus particulier (se déroulant à des fréquences différentes) sans compter l’influence des lobes secondaires qui, malgré le filtrage préalable, sont tout de même présents.

L’ICA permet de faire mieux ressortir certains modes et permet de faire certains regroupements fréquentiels. Chaque mode correspond à une fréquence ou un nombre limité de fréquences et nous pouvons donc observer l’évolution d’un processus donné au cours du temps.

5.5 Autres événements

Dans cette Section, nous allons regarder l’ICA sur la matrice $I_{(3)}^*$. Un des objectifs est de déterminer si la répartition fréquentielle est reproductible.

5.5.1 L’analyse des résultats : l’événement radio du 14 juillet 2000

Dans cette Section, nous allons étudier un événement radio rapide qui s’est produit près du méridien le 14 juillet 2000 à 10:00 TU (Bastille Day). Au même temps s’est produit une CME qui était associée à une éruption de classe X, à une éruption de filament ainsi qu’une production importante de particules qui s’échappent dans l’espace interplanétaire.

Citons quelques publications. Klein *et al.* (2001a,b) ont discuté l’accélération des électrons et la production de protons relativistes. Zhang (2002) a étudié le champ magnétique et l’hélicité de l’événement.

Structures de l’événement radio

Il s’agit d’une éruption importante qui a illuminé le disque du Soleil pendant quelques minutes vers 10:20 TU et qui a provoqué des perturbations du milieu interplanétaire et de l’environnement terrestre. De nombreuses particules énergétiques (un flux élevé de rayonnement X dur et de sursauts radio à toutes les fréquences, des flots gigantesques de protons énergétiques (SPE)) ont été injectées le long de lignes de champ magnétique connectées à la Terre, et l’éruption a provoqué une CME en direction de la Terre (halo-CME).

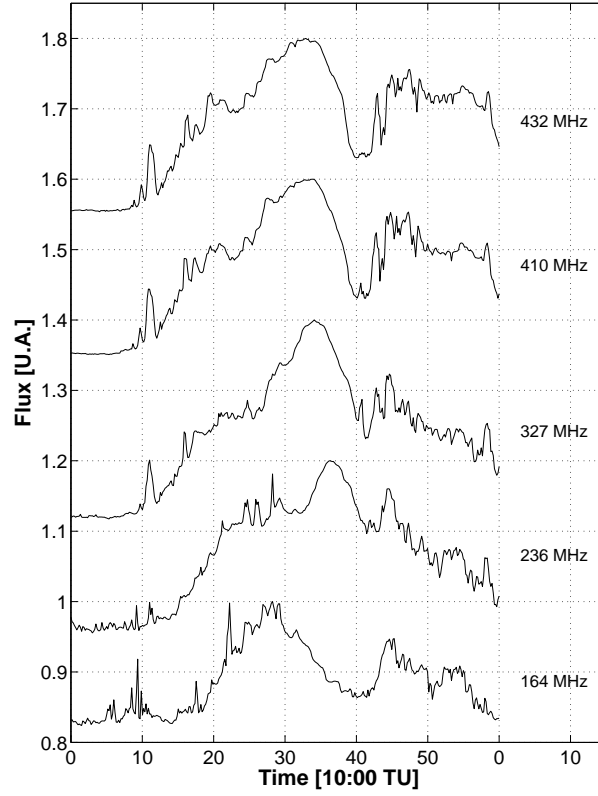


FIG. 5.27: **Flux total mesuré aux différentes fréquences de l'événement du 14 juillet 2000.** Les flux sont décalés verticalement pour une meilleure visualisation.

L'événement observé en rayons X mous est de durée d'environ 1 heure (à 10 % de l'intensité maximale) ; le maximum est atteint à 10:24:09 TU en quelques minutes et décroît à partir de 13:25 TU.

La cartographie du Soleil aux longueurs d'onde décimétrique et métrique avec le NRH permet de visualiser quelques sources émettrices pendant la phase qui se déroule entre 10:26 et 10:40 TU, qui correspond à une période d'accélération des protons (Klein *et al.*, 2001a,b). Nous notons des différences dans les évolutions temporelles (cf. Figure 5.27) aux longueurs d'onde décimétrique (327 et 410 MHz) et métrique (164 MHz). L'émission décimétrique commence à croître entre 10:25 et 10:30 TU : une source intense se développe dans la moitié Ouest du Soleil (source C1 entre 10:26:17 et 10:32:17 TU) puis faiblit et est remplacée par une source à l'Est (source C2). La même paire de sources apparaît quelques instants plus tard à 164 MHz (à 10:38:17 TU). La source C1 persiste pendant une dizaine de secondes (entre 410 et 164 MHz) et la source C2 pendant plusieurs heures.

À basse fréquence, des sources plus complexes font leur apparition montrant la restructuration et l'éjection de structures magnétiques de la couronne : entre 10:30 et 10:32 TU nous observons une source simple montant vers le Nord. À 10:34:17, la source est quadruple. Deux sources distinctes, M1 (à 1 100 km.s⁻¹) et M2 (à 800–1 300 km.s⁻¹), se déplacent respectivement vers le Nord-Est et l'Ouest avant l'apparition des sources C1 et C2.

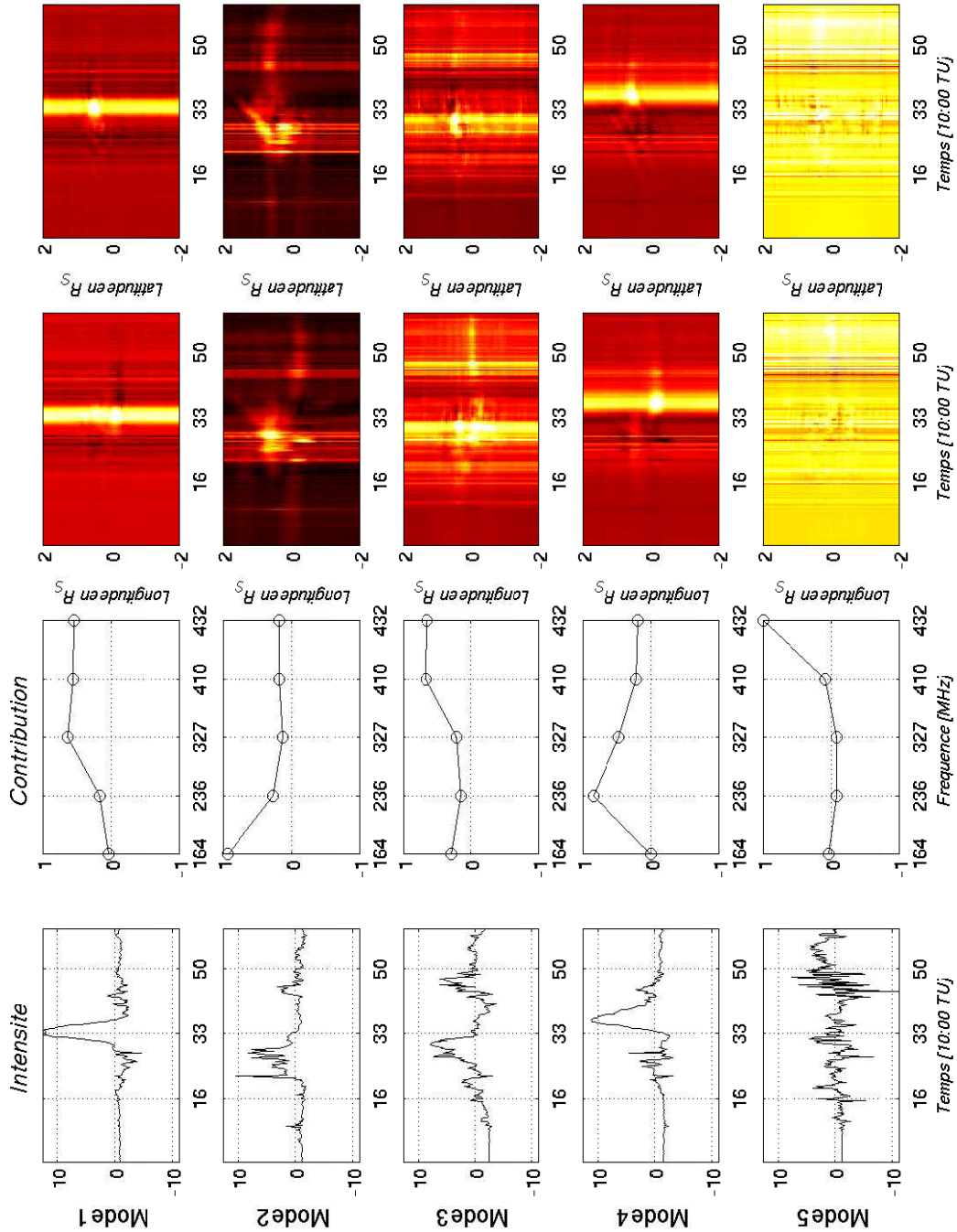


FIG. 5.28: **Événement radio du 14 juillet 2000.** Résultats issus de l'ICA sur la matrice $I_{(3)}^*$.

Résultats

Nous utilisons les données du NRH à 164, 236, 327, 410 et 432 MHz pour l'intervalle de temps qui varie de 09:59:57 à 10:59:57 TU, soit 360 images (avec une résolution temporelle de 10 secondes) de 64×64 pixels (correspondant à un côté de longueur égale à 2 diamètres solaires). Nous avons donc une matrice de dimension $(64^2 \times 360,5)$.

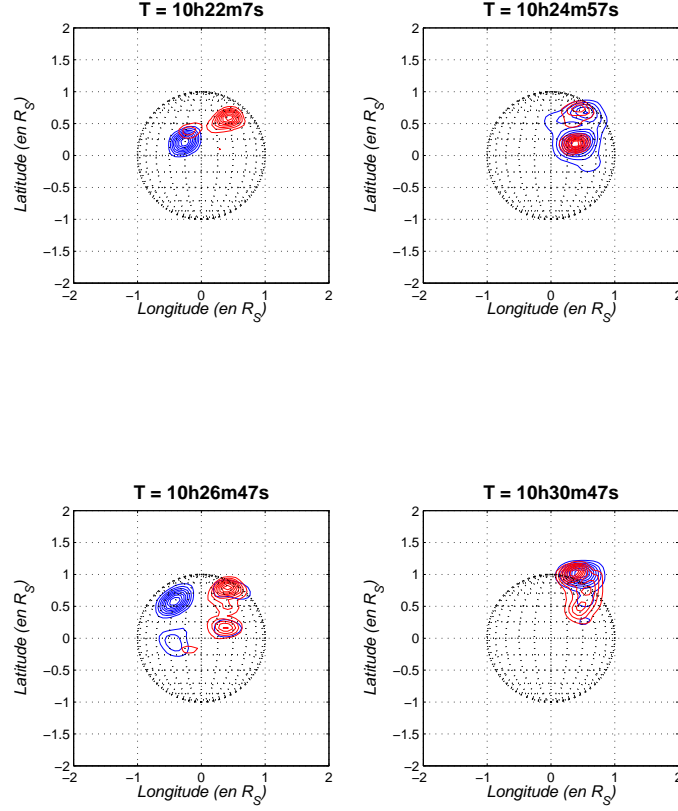


FIG. 5.29: **Cartographie des sources radio de l'événement du 14 juillet 2000** : observées à 164 MHz (en bleu) et à 236 MHz (en rouge)

Nous analysons l'événement du 14 juillet 2000 par ICA. Sur la Figure 5.28, nous retrouvons des modes bien spécifiques : le mode 1 correspond au continuum observé à haute fréquence, le mode 2 au flash radio et à des sources transitoires observés essentiellement à 164 MHz, le mode 3 au continuum essentiellement à haute fréquence, le mode 4 aux sources observées à 236 MHz et plus modérément à 327 MHz. Le mode 5 est uniquement affecté par la dynamique observée à 432 MHz, mais semble être uniquement représentatif des lobes secondaires. Contrairement à l'exemple précédent, nous observons pas de dynamiques semblables à 410 et 432 MHz, contredisant ainsi les résultats précédents.

Le mode 2 est intéressant parce que nous y observons le flash radio et des sources transitoires (de courte durée) qui se meuvent à la fois en longitude et en latitude sur les deux graphes situés à droite (l'intensité radio est mesurée en fonction de latitude et/ou longitude et du temps) ; ce déplacement est visible de par les dérives de faible intensité observables sur la Figure 5.28. Nous montrons sur les Figures 5.29 et 5.30 les principales sources observées dans les graphes du mode 2 et ainsi nous vérifions si nous retrouvons les caractéristiques mentionnées dans les articles de Klein *et al.* (2001a,b). Nous y observons un intense flash radio à 10:22:07 TU. À 10:26:47 TU, nous pouvons observer deux sources intenses : l'une à l'Est (la source C2 observée à 164 MHz) et l'autre à l'Ouest (la source C1 observée à 236 MHz) du disque solaire (cf. Figure 5.29). À 10:30:47, la source C1 se déplace vers le Nord (cf. Figure 5.30). À partir de 10:33:07, nous observons la source C2 (permanente) à 236 MHz.

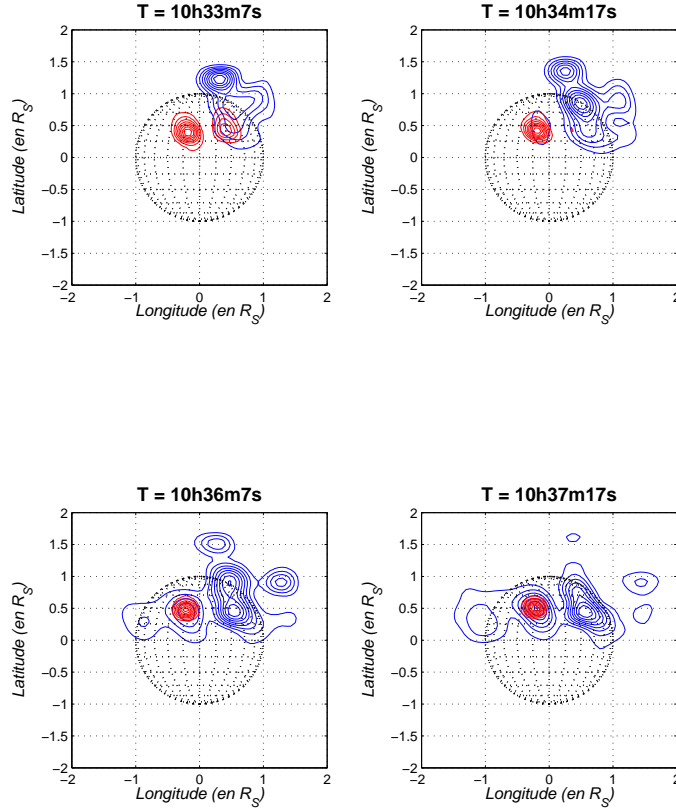


FIG. 5.30: **Cartographie des sources radio de l'événement du 14 juillet 2000** : observées à 164 MHz (en bleu) et à 236 MHz (en rouge)

Quant à 164 MHz, nous y observons les sources mouvantes M1 et M2.

Nous retrouvons sur les graphes les principales caractéristiques de l'événement du 14 juillet 2000 que nous avons mentionnées précédemment, ce qui signifie que la Figure 5.28 donne des indications sur la localisation des sources transitoires et aux regroupements en fréquence.

Si nous comparons les spectres fréquentiels des Figures 5.24 et 5.28, nous pouvons y observer de fortes similitudes. Il faut rappeler que l'ordre des modes n'est pas forcément le même suivant l'événement radio considéré (propriétés de l'ICA). Les contributions des modes 1, 2 et 4 sont très proches ; ces modes correspondent essentiellement au flash et au continuum. Les contributions des modes 3 et 5 sont différentes.

En comparant les événements du 02 mai 1998 et du 14 juillet 2000, nous pouvons observer que la répartition fréquentielle est reproductible pour certains modes, caractérisant les processus les plus intenses. Mais est-ce le cas pour d'autres événements ?

5.5.2 L'analyse des résultats : l'événement du 20 avril 1998

Dans cette Section, nous allons étudier une CME qui s'est produite sur le limbe Sud-Ouest le 20 avril 1998. Cette CME était associée à une éruption classée M. L'éruption a été détectée dans la bande 1–8 Å à 9:15 TU et a atteint un maximum à 10:21 TU.

Vourlidas *et al.* (1999) et Maia *et al.* (2000) ont discutés à propos de la détection d'un front de plasma de type II et sa possible relation avec le front de la CME observée en lumière blanche. Gopalswamy (2000b) a évoqué la présence d'un sursaut de type II et des sursauts de type III accélérés par le choc.

Notre objectif ici est la détection de sources radio faibles à plusieurs rayons solaires. C'est donc un test de sensibilité de la méthode.

Structures de l'événement

Bulle d'expansion Cet événement du 20 avril 1998 constitue une première, obtenue grâce au NRH : une éjection de masse coronale et la bulle en expansion rapide (cf. Figure 5.31) qu'elle forme autour du Soleil, ont été cartographiées en ondes radio. Jusqu'à présent, les CME n'étaient photographiées à de grandes distances du Soleil qu'en visible et UV, essentiellement dans l'espace. L'image radio de la CME du 20 avril 1998 montre un ensemble de bulles ou boucles assez similaires à celles observées dans le visible par les coronographes LASCO.

Développement de l'événement L'événement du 20 avril 1998 a commencé à 09:20 TU par une succession de sursauts de type III dans le quadrant Sud-Ouest. Les données du NRH permettent de visualiser une source radio de faible intensité et de forme allongée avec les caractéristiques d'une émission de type III à 9:43 TU. Cette source se propage à basse fréquence qui permettent de mieux la distinguer. À 164 et 236 MHz, cette source est stationnaire pendant une dizaine de secondes puis se déplace brutalement avec une vitesse de $1\,000\text{ km.s}^{-1}$. Ensuite cette source est observée sur les coronographes LASCO.

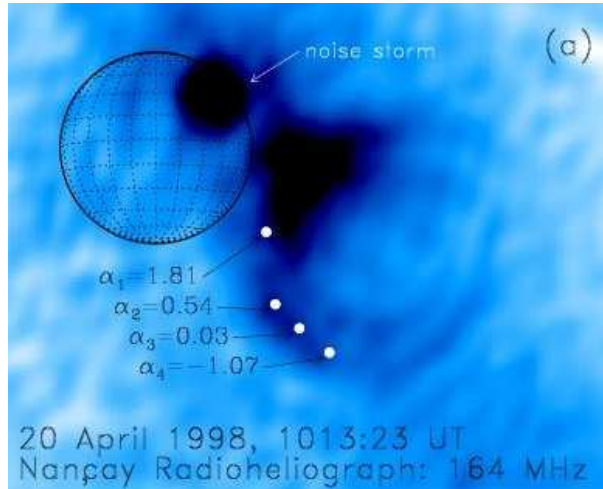


FIG. 5.31: **CME du 20 avril 1998** : extrait de Bastian *et al.* (2001)

À 10:05:20 TU, les pieds Nord de la boucle CME sont visibles aux 4 fréquences (164, 236, 327 et 410 MHz) : les pieds Sud sont également visibles à 164 et 236 MHz. À 10:08:35 TU, les boucles complètes sont visibles (comme un continuum) à 164 MHz (cf. Figure 5.31). Les mêmes boucles, ou même des portions, sont également visibles à 236 et 327 MHz tandis que nous observons uniquement les pieds Nord à haute fréquence. Les boucles continuent leur expansion jusqu'à 10:29 TU mais il est impossible de les détecter après 10:16:35 TU.

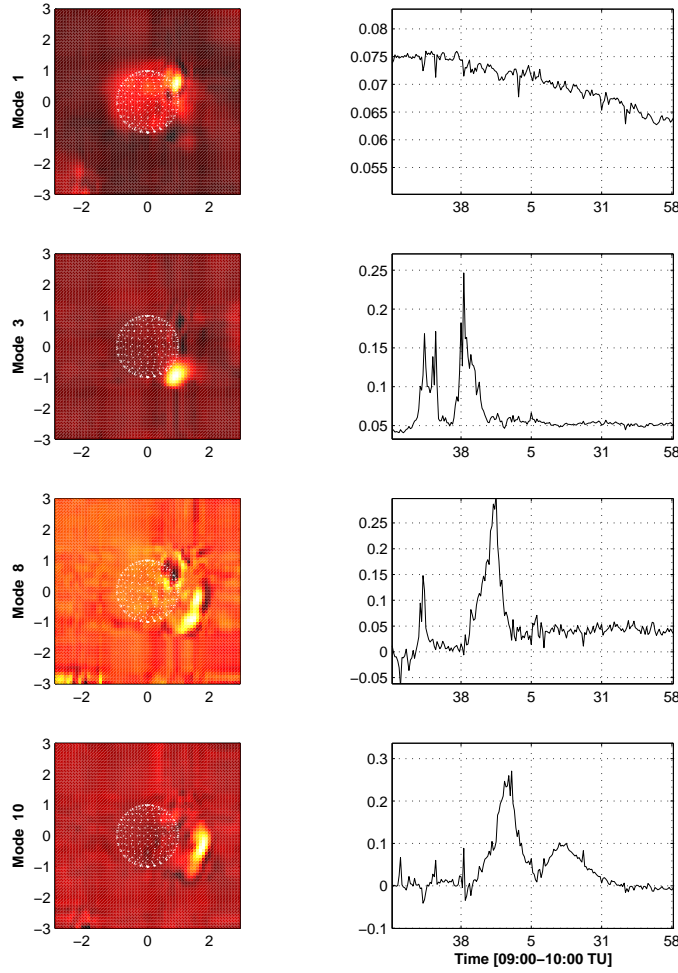


FIG. 5.32: **Événement du 20 avril 1998 à 164 MHz.** Représentation de l'évolution temporelle et de la carte associée des modes 1, 3, 8 et 10.

Une nouvelle analyse a été faite par Bastian *et al.* (2001) qui a permis de révéler un nouveau phénomène : une émission gyrosynchrotron d'électrons relativistes (0.5–5 MeV d'énergie) spiralant dans un champ magnétique de 0.1 à quelques Gauss. Cette émission gyrosynchrotron est produite par un ensemble de boucles magnétiques qui se propagent. Tandis que les observations coronagraphiques à lumière blanche sont sensibles au plasma thermique produit par les boucles des CMEs, la CME observée en radio illumine les boucles contenant des électrons relativistes. La source de cette émission est encore inconnue mais cette découverte ouvre de nouvelles perspectives sur : la densité du plasma thermique, la densité des électrons relativistes et le champ magnétique dans la CME.

Résultats

Pour la détection des sources radio à plusieurs rayons solaires, il faut envisager d'utiliser la matrice $I_{(2)}^*$. Nous utilisons les données du NRH à 164, 236, 327, 410 et 432 MHz pour l'intervalle de temps qui varie de 09:11:42 à 10:58:54 TU, soit 201 images (avec une résolution

temporelle de 32 secondes) de 128×128 pixels (représentant un côté de longueur de 3 diamètres solaires). Nous avons donc une matrice de dimension $(128^2 \times 201,5)$.

Nous pouvons noter sur la Figure 5.32 la représentation de 4 modes que nous estimons intéressants à la fréquence 164 MHz. L'évolution temporelle du mode 1 varie très faiblement durant l'intervalle de temps ; nous pouvons assumer que ce mode décrit l'orage de bruit (noise storm) dont nous pouvons observer la structure commune sur les Figures 5.31 et 5.32. Le mode 3 présente un flash à 09:43 TU, ce qui semble correspondre aux sursauts de type III. Quant aux modes 8 et 10, ils présentent des structures temporelles et spatiales communes, mais décalées dans le temps et l'espace : il s'agit d'une source radio qui se propage dans la couronne solaire. D'abord visible à 236 MHz (mode 8), cette source se déplace vers la photosphère à 164 MHz (mode 10).

Il reste à envisager si l'on peut regrouper par fréquence certains processus et donc d'observer si la répartition fréquentielle est reproductible. Pour cela, nous utilisons donc la matrice $l_{(3)}^*$.

Nous utilisons un nouveau jeu de données du NRH à 164, 236, 327, 410 et 432 MHz pour l'intervalle de temps qui varie de 09:30:10 à 10:17:06 TU, soit 89 images (avec une résolution temporelle de 32 secondes) de 128×128 pixels. Nous avons donc une matrice de dimension $(128^2 \times 89,5)$. Ces données ont été pré-traitées et l'orage de bruit (cf. Figure 5.31) est soustrait aux images.

Notre objectif est de retrouver les caractéristiques de cette CME et de sa bulle d'expansion à partir d'une analyse statistique. Le choix de la matrice $l_{(3)}^*$ se prête bien puisque l'émission des sources qui donnent lieu à la CME est relativement faible.

À partir de la Figure 5.33, nous pouvons observer un mode pour chacune de nos fréquences. Les modes 1, 4 et 5 (affectant l'ensemble des fréquences) captent essentiellement le flash, le mode 5 étant davantage affecté par les lobes secondaires. Le mode 2 capte les processus observés à 164 MHz, tandis que le mode 3 capte les processus aux fréquences 410 et 432 MHz. Sur les graphes des colonnes de droite, nous n'observons pas de sources radio représentant une bulle en expansion.

Le mode 2 (représentant la dynamique à 164 MHz) est le mode le plus intéressant puisque nous pouvons y observer des phénomènes autre que le flash. Ces phénomènes ne varient pas en longitude durant le temps d'observation mais varient en latitude (induisant un déplacement vers le Nord). La Figure 5.34 représente des sources visibles sur les graphes de droite du mode 2 (cf. Figure 5.33) aux temps caractéristiques. Quelque soit la fréquence choisie, il est impossible de retrouver la boucle entière de la CME, ceci peut s'expliquer par la faible intensité émise par celle-ci durant sa propagation. Cependant, les pieds de la boucle sont visibles à basse fréquence (de 164 à 327 MHz) à 10:01:38 TU.

Nous pouvons noter que si nous comparons les Figures 5.24, 5.28 et 5.33, nous observons des répartitions fréquentielles qui présentent de fortes similitudes, ce qui montre que nous pouvons détecter des comportements dynamiques spécifiques, quelque soit l'événement radio mais dans le cas des données que nous avons utilisées pour cet événement, il est difficile d'établir une répartition fréquentielle du fait du pré-traitement des images notamment. De plus, le niveau de bruit dans ce cas est nettement plus important du fait que chaque image est de dimension $6 R_S$ et que les lobes secondaires sont facilement observables.

De cette analyse de l'événement du 20 avril 1998, il ressort que nous ne pouvons pas directement observer l'ensemble de la boucle CME. Cependant, nous pouvons visualiser son déplacement par l'observation de la source radio qui se situe en amont de la boucle.

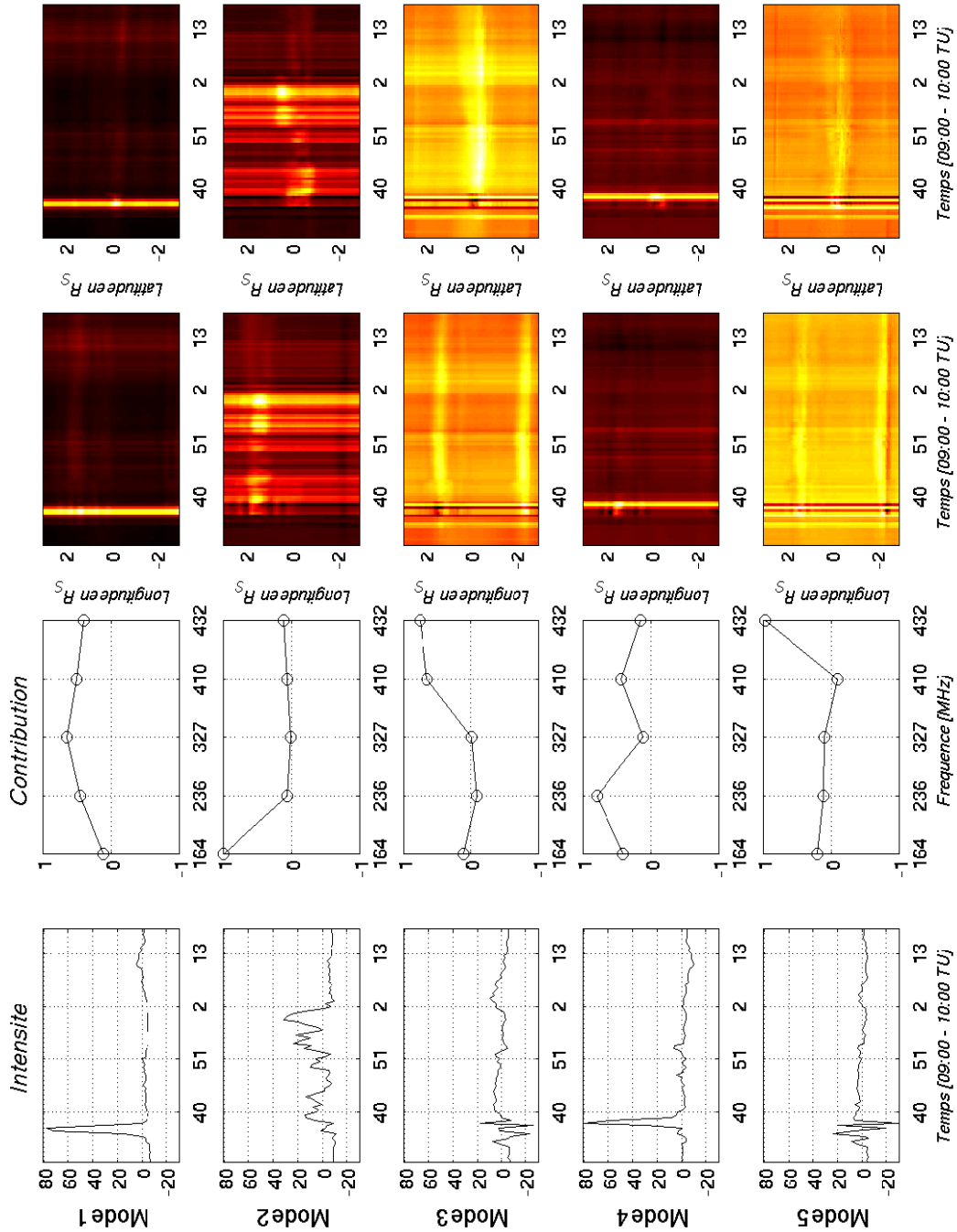


FIG. 5.33: **Événement du 20 avril 1998.** Résultats issus de l'ICA sur la matrice $I_{(3)}^*$. Les images ont été pré-traitées en soustrayant notamment l'orage de bruit.

5.5.3 L'analyse des résultats : le Soleil calme

L'observation de l'activité de juillet 1996 correspond au choix de regarder ce qui se passe au minimum solaire. Pendant cette période, à un moment où le Soleil ne présente pas de région active. Notre objectif est de déterminer s'il est possible de distinguer certains modes

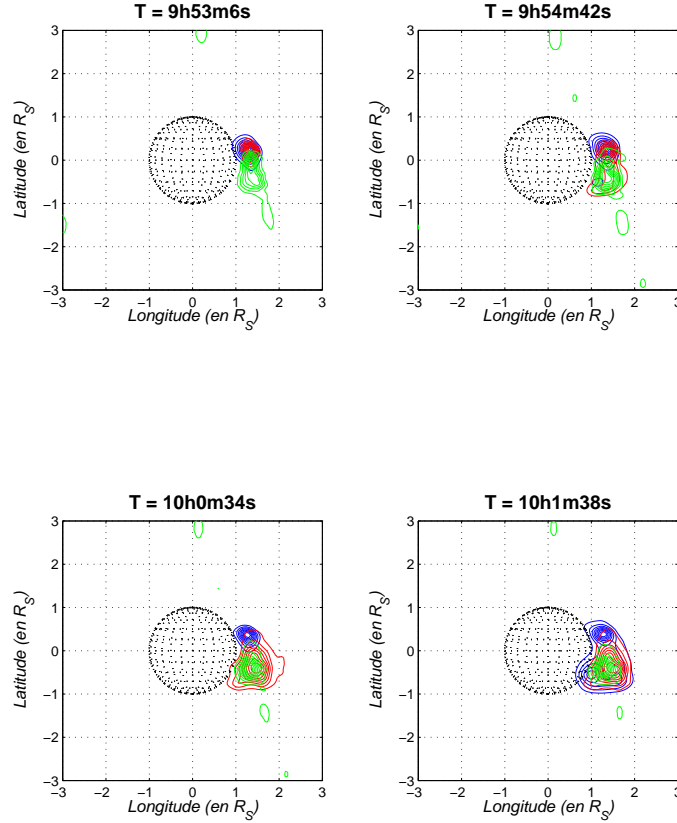


FIG. 5.34: **Cartographie des sources radio de l'événement du 20 avril 1998** observées à 164 MHz (en bleu), à 236 MHz (en rouge) et à 327 MHz (en vert).

en période calme.

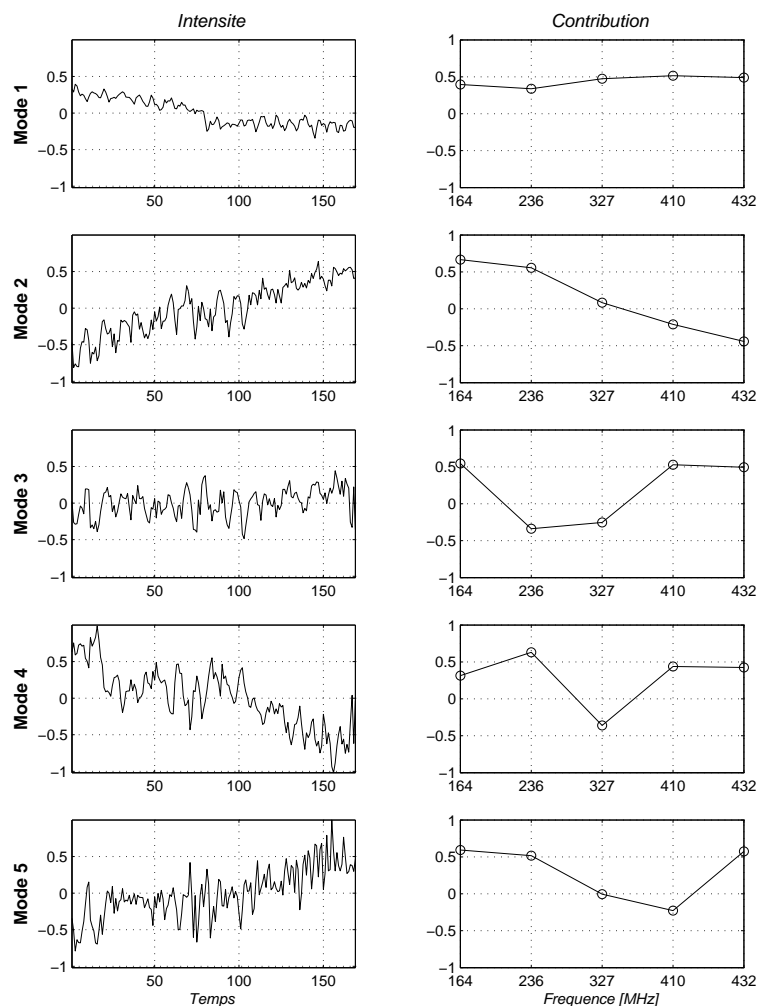
La Figure 5.35 ne permet pas de trouver des structures reproductibles. Il s'agit d'un exemple où l'analyse par ICA de la matrice $I_{(3)}^*$ ne fonctionne pas, bien que les données soient stationnaires. À partir de cette analyse, il est très difficile de faire ressortir une quelconque contribution de chaque fréquence à un mode particulier, ce qui signifie que les dynamiques observées à chaque fréquence interagissent, ou peut-être observe-t-on les effets du bruit.

5.6 Conclusion

Dans ce chapitre, nous avons utilisé les méthodes d'analyse statistique dans le but d'élaborer une analyse systématique/automatique d'événements radio solaires.

Le choix de la construction de la matrice est un point important car selon son organisation, nous n'analysons pas les mêmes propriétés dynamiques de l'événement radio considéré. Nous avons utilisé ici deux configurations :

- le cas où chaque pixel est un événement propre et nous l'observons à cinq fréquences distinctes. Cela revient à étudier les pixels qui présentent des similitudes spectrales communes ;

FIG. 5.35: **Activité de jour calme.**

- le cas où l'on compare les régions actives qui présentent des similitudes entre les évolutions temporelles.

Aucune de ces configurations matricielles n'est idéal, mais elles sont tout à fait complémentaires. Vient ensuite le choix de la méthode. Nous avons considéré deux cas :

- *Une méthode statistique associée à une classification* : nous avons vu que la décomposition en valeurs singulières (SVD) donnait des modes difficiles à interpréter directement car chacun des modes obtenus était affecté d'une contribution pondérée de dynamiques observées à plusieurs fréquences.

Alors, nous avons considéré la SVD (en considérant uniquement les propriétés de réduction de cette méthode) comme une étape préalable à une classification automatique. Nous avons effet vérifié que la classification donnait des résultats identiques avec ou sans SVD : cette dernière permet de réduire la dimensionnalité à quelques modes statistiques (moins de calculs). Les résultats produits par la SVD suivis d'une classification permettent de séparer les processus suivant soit l'évolution temporelle soit la

structure spatiale. Mais nous avons pu tout de même identifier un certain nombre de processus dans l'espace de phase défini par les modes temporels ce qui reste, cela étant dit, peu satisfaisant en raison du manque de localisation héliographique.

Il est à noter également que la classification automatique est une méthode qui permet d'isoler certains processus dans le temps ou dans l'espace mais nous devons passer de nombreux obstacles le choix de la métrique, le nombre de classes choisi, le choix des centroïdes et la non-unicité des résultats.

- *L'ICA* : cette méthode permet de faire des regroupements fréquentiels et de séparer notamment certaines dynamiques (entre les hautes et les basses fréquences), i.e. de déterminer la structure spatiale d'une région active pour un groupe de fréquences donné. Ainsi, à chaque mode est associé un comportement temporel et une fréquence ou un nombre limité de fréquences, ce qui tend à dire que le Soleil a une dynamique différente à chaque fréquence (et donc à chaque altitude).

L'analyse sur deux configurations de données (définies par les matrices $\mathbf{l}_{(2)}^*$ et $\mathbf{l}_{(3)}^*$) constitue une approche complémentaire, car l'une permet de faire des regroupements fréquentiels et l'autre d'identifier des sources spécifiques à des temps précis.

Dans le cadre de ce chapitre, nous avons examiné quatre événements différents. Il a été possible de mettre en évidence des répartitions fréquentielles reproductibles lorsque nous avons un événement radio mais cela semble être plus difficile dans le cas du Soleil calme du fait du niveau de bruit et/ou de l'interaction entre les dynamiques observées à chaque fréquence.

Un dernier point important est l'utilisation directe de la méthode de classification sur les fréquences ; en effet, cette méthode est utile pour la sélection de quelques fréquences (dont chacune représenterait une dynamique particulière) en exploitant la redondance de l'information contenue dans les données, par exemple, dans le cas d'analyse multispectrale (FASR, etc...).

Chapitre 6

Conclusions et perspectives

Dans ce manuscrit, nous avons étudié deux systèmes : le Soleil et le champ géomagnétique. Nous nous sommes notamment intéressés à l'étude des fluctuations du champ et à l'identification de processus de la couronne solaire observés en émission radio.

6.1 Conclusions

6.1.1 L'identification des systèmes de courant de l'environnement terrestre

Les fluctuations du champ géomagnétique sont la conséquence de divers processus physiques qui diffèrent notablement par leur origine (interne pour les processus concernant le noyau terrestre et, externe pour les dynamiques ionosphérique et magnétosphérique) et, qui se manifestent sur des échelles temporelles et spatiales très différentes. Il est difficile de séparer la contribution de chacun de ces processus sans faire préalablement de modélisation explicite, ce qui suppose un modèle physique déjà connu.

Or, les méthodes évoquées dans ce manuscrit sont basées uniquement sur les propriétés statistiques intrinsèques aux données, exploitant ainsi la redondance de l'information présente. Toute la dynamique est alors concentrée dans un nombre limité de modes purement statistiques qui ne décrivent pas obligatoirement des processus physiques ; la physique est alors exprimée par une combinaison linéaire des premiers modes.

Ainsi, à partir de l'exploitation des propriétés statistiques par la SVD (Singular Value Decomposition), nous avons identifié des modes qui séparent d'une part le champ d'origine interne et d'autre part le champ d'origine externe. Nous avons alors isolé la contribution de la déclinaison du champ dipolaire, et les contributions des électrojets auroraux, du courant en anneau et de la conductivité ionosphérique. De plus, en utilisant deux référentiels, nous avons pu établir un couplage entre les effets observés sur le champ géomagnétique et les conditions ionosphériques et magnétosphériques qui en sont la cause, ce qui est le cas du mode 1 (observé dans le référentiel géodésique) et les modes 2 et 3 (dans le référentiel Soleil-Terre), qui décrivent le même processus physique, à savoir les électrojets auroraux. Le choix de deux référentiels est une approche complémentaire car chacun d'eux met en exergue soit les effets induits par le coeur terrestre, soit les systèmes de courant de l'environnement terrestre.

La séparation du champ interne (mode 1 dans le référentiel géodésique) permet de rechercher et d'identifier des effets plus fins tels que les soubresauts géomagnétiques. D'autres modes représentent des effets découlant directement de l'activité solaire (le mode 4, représentant la

signature du courant en anneau, dans le référentiel géodésique, et le mode 1, représentant une intensification des électrojets auroraux, dans le référentiel Soleil–Terre). Ces modes permettront de prédire la structure spatio-temporelle du champ terrestre en un point donné du globe.

Lorsqu’il s’agit d’étudier l’influence du niveau d’intensité de l’activité géomagnétique - à savoir, déterminer une signature spatiale des orages géomagnétiques et des électrojets auroraux - ou l’influence des saisons géophysiques, nous aboutissons à un bilan contrasté, qui conduit à conclure que l’effet premier des orages géomagnétiques se traduit par une intensification des composantes magnétiques de quelques observatoires situés dans l’ovale auro-ral. Or, d’autres méthodes statistiques nous permettent d’obtenir des éléments de réponses supplémentaires. En effet, en utilisant la GSVD (Generalized Singular Value Decomposition), qui est comparable à une SVD différentielle, nous pouvons séparer certains effets, en particulier les électrojets auroraux, qui apparaissent très distinctement en période de forte activité géomagnétique et dont nous pouvons affirmer qu’ils sont une conséquence directe des variations du vent solaire. Une meilleure séparation peut être obtenue à partir de l’ICA (Independent Component Analysis), mais elle suppose d’autres hypothèses que la SVD, à savoir des signaux stationnaires et non-gaussiens. La qualité des résultats dépend du référentiel choisi ; en effet, elle est peu utile dans le référentiel géodésique en raison des poids du mode 1 (déclinaison) et du mode 4 (courant d’anneau), signal fortement non-stationnaire, mais s’applique davantage au référentiel Soleil–Terre. La comparaison des modes obtenus par SVD ou ICA demande une analyse plus fine.

6.1.2 Détection des soubresauts géomagnétiques

L’analyse effectuée précédemment sur les fluctuations du champ géomagnétique conduit à une bonne séparation des champs d’origine interne et externe. Par conséquent, nous avons ici la possibilité d’étudier des effets plus fins, tels que les soubresauts géomagnétiques qui se manifestent par une bonne cohérence spatio-temporelle. Ainsi, la SVD, qui exploite cette propriété, constitue un outil adapté pour leur détection, pour peu que nous considérons leur effet de propagation instantané.

Ainsi, nous avons pu déterminer deux points importants. Premièrement, les soubresauts géomagnétiques se manifestent sur la dérive du champ dipolaire et non pas sur la moyenne du champ dipolaire. Deuxièmement, la composante dont l’impact des soubresauts est prépondérant est la composante B_y . En effet, historiquement, nous recherchions les soubresauts sur la composante B_y car nous supposions qu’elle était la composante la moins affectée par les champ d’origine externe. Notre analyse a confirmé ce choix ; la SVD choisi elle-même les composantes du champ magnétique les plus affectées par les soubresauts. La composante B_y est prépondérante, même si, pour certains observatoires proches des pôles géomagnétiques, la composante B_x est également affectée par les soubresauts, en raison de la structure des lignes de champ magnétique du globe qui varie suivant la localisation géographique du magnétomètre.

Une transformation en ondelettes, en choisissant l’ondelette adéquate, permet d’isoler quantitativement les discontinuités présentes dans le signal étudié. Nous l’avons appliquée au mode décrivant la dérive du champ magnétique ; nous avons ainsi pu identifier les soubresauts géomagnétiques largement répertoriés dans la littérature (en 1969, 1979 et 1991), et ce, quelque soit les données utilisées (européennes ou mondiales), ce qui confirme le caractère global de ces soubresauts et de leur effet instantané. Nous avons également mis en évidence un

soubresaut géomagnétique en 1998–1999. Nous retrouvons également d’autres discontinuités dans les modes d’ordre supérieur mais sans pouvoir en donner une signification particulière.

6.1.3 L’identification des processus d’accélération solaires

Contrairement à l’exemple du champ géomagnétique, la SVD est plus délicate à utiliser sur les données radio du Soleil. En effet, nous avons vu que la SVD s’appliquait à la description de phénomènes spatio-temporels instantanés (sans propagation) et d’une grande cohérence spatio-temporelle. Or, les données radio se caractérisent par une propagation suivant trois paramètres : l’espace, le temps et la fréquence, et la SVD est destinée à traiter des données bivariées, qui peuvent être mises sous forme de tableaux. Les données radio dont nous disposons sont trivariées ; il faut donc projeter les données (problème de repli matriciel), ce qui suppose des hypothèses intrinsèques différentes suivant la nature de la projection. Nous avons ainsi obtenu les résultats suivants :

- la SVD fournit des modes délicats à interpréter directement car chacun des modes obtenus est affecté par une contribution pondérée de dynamiques observées à plusieurs fréquences ;
- alors, nous avons considéré la SVD comme une étape préalable à toute classification, en utilisant ainsi ses propriétés de réduction de la dimensionnalité. Les modes obtenus (concentrant les principales propriétés des données) sont suivis d’une classification permettant d’isoler des tendances sous forme de nuages de points, et donc de séparer les processus radio, soit suivant le temps (l’événement est alors décomposé en tranches temporelles), soit suivant l’espace (l’événement est alors décomposé en régions spatiales). Les inconvénients d’une telle méthode reposent essentiellement sur les choix de la métrique et du nombre de classes et, la non-unicité des résultats ;
- l’ICA permet de séparer notablement certaines dynamiques (entre les hautes et les basses fréquences). À chaque mode est associé une fréquence ou un groupe de fréquences, ce qui tend à dire que nous pouvons identifier une physique propre à chaque fréquence ou groupe de fréquences, et ainsi établir des relations entre elles.

6.2 Perspectives

6.2.1 En terme de géophysique

Le Chapitre 3 constitue une première étape dans l’analyse du champ magnétique terrestre, mais d’autres études sont nécessaires afin d’explorer les apports possibles de la GSVD et de la SVD suivant différentes conditions (niveaux d’intensité d’activité solaire, de période d’ensoleillement de la Terre, etc...), et l’interprétation physique des modes correspondants qui en résultent. Il est possible également d’utiliser d’autres méthodes d’analyse statistique, telles que l’ICA, les méthodes de classification et les réseaux de neurones.

Des études similaires peuvent être effectuées avec différentes résolutions temporelles, ainsi nous pourrions étudier, par exemple, les effets des sous-orages, et déterminer les modes communs à diverses résolutions temporelles, définissant ainsi les caractéristiques générales du champ et les modes d’ordre supérieur définissant des processus spécifiques.

L’étude que nous avons faite ici porte sur le comportement temporel des composantes magnétiques ; or, il est possible d’étudier ces mêmes composantes dans le domaine spectral,

mettant ainsi en avant d'autres caractéristiques du champ géomagnétique, en particulier les modulations temporelles et la pente des spectres.

Quelles pourraient être les applications de telles méthodes ? Nous pourrions envisager de prédire l'évolution spatio-temporelle du champ magnétique (sachant qu'il est le résultat d'une superposition linéaire de différents champs d'origine très variée), en un point géographique donné. En effet, il est plus aisé de prédire l'évolution des différents termes (d'origine interne et externe) contribuant au champ magnétique total, plutôt que le champ magnétique total lui-même.

La SVD peut être également envisagée comme un outil permettant d'interpoler le champ géomagnétique en un point du globe donné. Ceci est notamment vrai lorsque nous sommes confrontés à des données auxquelles nous constatons des trous ou des erreurs. Il est également possible d'extrapoler des données lorsque nous disposons, par exemple, d'une couverture spatiale suffisamment homogène.

Concernant les soubresauts, il faut prendre en compte l'effet possible de propagation de ce type de phénomènes, ce qui peut se caractériser, dans les modes d'ordre supérieur, par des discontinuités qui varient dans le temps. Cette thématique demande à être explorée plus en détail ; d'abord sur le choix des composantes magnétiques, ensuite sur le rôle de la propagation de ces phénomènes et comment cela se concrétise sur les résultats de la SVD et sur le choix d'une région géographique particulière ou sur l'ensemble du globe.

6.2.2 En terme de physique solaire

L'analyse des données multi-fréquence tels que le NRH (Nançay RadioHeliograph) ne va pas sans poser de problème quant au volume d'information : il faut considérer à la fois l'évolution temporelle, la structure spatiale et la dépendance en fréquence. Il est nécessaire d'explorer toutes les possibilités de construction de jeux de données afin de voir si l'on peut observer la propagation des sources radio émises pendant un événement, et même de traiter le problème de la résolution spatiale, qui diffère suivant la fréquence utilisée.

D'autres méthodes sont à envisager, notamment les méthodes SVD ou ICA individuelles sur la matrice à 164 MHz, puis à 236 MHz, etc... dans un but comparatif puisque les modes ainsi définis captent davantage les processus intrinsèques à chaque fréquence ; nous obtenons moins de modes mais ils sont difficiles à corrélérer entre eux - à savoir, il est moins commode d'observer la propagation d'une source de cette manière. Les méthodes de classification demandent également plus d'investigations car il semble moins commode de retrouver certains processus (décomposés en tranches temporelles ou spatiales, mais jamais en tenant compte de ces deux variables) qui, dans la réalité physique, coexistent dans le même intervalle de temps ; généralement, la source la plus intense est celle qui est traitée par les méthodes. Il s'avère alors indispensable d'utiliser d'autres méthodes statistiques qui prennent cela en compte.

Dans cette étude à caractère exploratoire, nous avons montré comment divers outils de classification et de réduction de données nous permettent d'isoler et de caractériser plus aisément différents types de processus physiques en les regroupant par fréquence par exemple. De telles approches deviendront indispensables pour traiter efficacement les informations d'instruments multi-résolution tels que FASR (Frequency Agile Solar Radiotelescope) ou les télescopes UV de SDO (Solar Dynamics Observatory). En effet, devant tant de données, il faudra alors sélectionner les données indispensables en exploitant la redondance de l'information présente dans les données, et ce, en utilisant des méthodes de classification automatique par exemple.

A.1 Le Soleil et son atmosphère

A.1.1 Une présentation succincte de l’astre solaire

Introduction

Le Soleil (Lang, 2000; Lantos & Alissandrakis, 1999; Lilensten & Bornarel, 2000) est une étoile moyenne, située sur la branche principale du diagramme de Hertzsprung-Russel, et se présente à nous sous la forme d’un disque blanc-jaune, aux contours bien définis, lisse, seulement parsemé de quelques taches, et possédant une apparente immuabilité. Il s’agit en fait d’une sphère de plasma, qui se dilue dans l’espace, gouvernée et façonnée par son magnétisme, en perpétuelle agitation, et soumise à des oscillations diverses la faisant vibrer sans cesse, suivant des millions de modes.

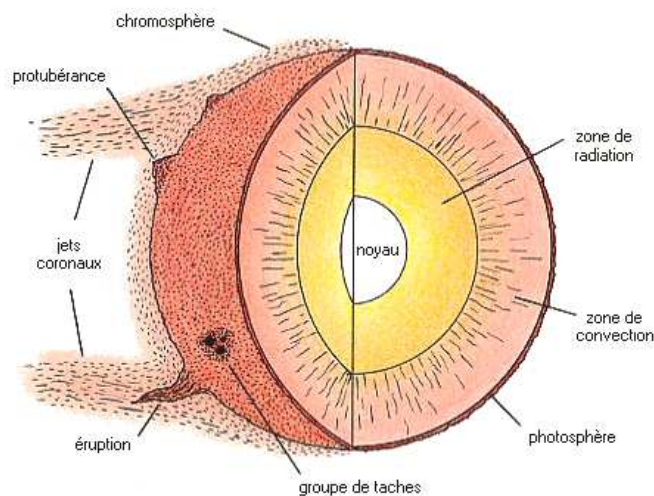


FIG. A.1: Structure interne et atmosphère du Soleil.

Cette grosse boule (cf. Figure **A.1**) incandescente est l’une des quelques 100 milliard d’étoiles qui peuplent notre Galaxie. Sa masse est de l’ordre de $M_S = 2 \times 10^{30}$ kg, à savoir 3.3×10^5 fois plus que la Terre, et son rayon est de $R_S = 6.96 \times 10^8$ m, c’est-à-dire 109 fois plus que celui de la Terre. C’est un objet très petit comparé aux échelles astrophysiques. Son

volume n'est que de 10^{-34} celui de la Galaxie, elle-même n'occupant environ que 10^{-18} de l'Univers observable.

Comme toutes les étoiles, le Soleil est un corps régi par un équilibre, résultant de l'opposition entre les forces de pression induites par les réactions nucléaires engendrées en son centre et son effondrement gravitationnel.

Le Soleil émet des ondes dans toute la gamme de fréquences, depuis les rayons γ jusqu'aux ondes radio. Ce dont nous voyons le plus facilement du Soleil est la *photosphère* dont la température est voisine de $5\,800\text{ °K}$ et dont l'épaisseur est de quelques centaines de kilomètres.

Sa proximité de la Terre ($150 \times 10^6\text{ km}$) rend cette étoile unique, non seulement car elle affecte directement l'environnement de notre planète, mais aussi car elle constitue un véritable laboratoire pour l'astrophysique.

L'intérieur solaire

Comme la plupart des étoiles, le Soleil (Lantos, 1997) est composé essentiellement d'hydrogène H (90 %), d'hélium He ($\simeq 10\%$) et d'autres éléments, présents sous des formes ionisées.

Le coeur nucléaire et la zone radiative La compression gravitationnelle du plasma dans le coeur solaire le porte à des densités de l'ordre de $1.6 \times 10^5\text{ kg.m}^{-3}$ (soit 10^{26} particules par cm^3) pour une température de l'ordre de $1.5 \times 10^7\text{ °K}$. Ces conditions permettent l'initiation de réactions de fusion nucléaire dans le coeur du Soleil, qui comprend la moitié de la masse solaire ($0.5 M_{\odot}$) et qui s'étend du centre jusqu'à environ $\frac{1}{5}$ du rayon solaire ($0.2 R_{\odot}$). C'est par ces réactions que $5 \times 10^9\text{ kg.s}^{-1}$ de H fusionnent en He par l'intermédiaire de chaînes de réactions successives (les chaînes pp). Dans ces réactions, 0.7 % de la masse des particules est convertie en énergie, soit $3.5 \times 10^7\text{ kg.s}^{-1}$. La fusion d'autres éléments plus lourds produit aussi un apport en énergie, mais l'abondance de l'hydrogène les rend négligeables.

Alors qu'une partie de l'énergie libérée par les réactions contrebalance la gravité, l'autre partie se propage tout d'abord sous forme de photons vers la surface dans une zone radiative (ou zone radiative) qui s'étend jusqu'à $0.7 R_{\odot}$. Dans cette région opaque, les photons sont absorbés et ré-émis de nombreuses fois par les différents éléments qui composent le plasma. De ce fait, la traversée d'un photon dans la zone radiative dure en moyenne plus de 10^6 années, au lieu de seulement 2 secondes si cette région était optiquement mince.

La zone convective À partir de $0.7 R_{\odot}$, le plasma ne reste plus à l'état d'équilibre et des mouvements de convection apparaissent. Ces mouvements transportent l'énergie, du fait qu'une parcelle de plasma montante transporte de la chaleur, et en libère une partie avant de redescendre et de recommencer le processus. Cette région s'étend jusqu'à la surface solaire ($1 R_{\odot}$), au niveau de laquelle la convection ne se produit plus, car le plasma y est alors optiquement mince, permettant ainsi l'échappement de l'énergie sous forme de photons vers le milieu interplanétaire.

La rotation différentielle Le Soleil ne tourne pas comme un corps solide, mais présente une rotation différentielle qui est fonction de la latitude et de la profondeur. Grâce aux mesures au sol et aux observations du satellite SOHO, il ressort que la zone radiative tourne comme un corps solide en 28 jours environ. Quant à la zone convective, elle présente une

rotation différentielle : les périodes de révolution à l'équateur et dans les régions polaire sont respectivement de 27 et 35 jours.

Les vitesses de rotation différentes de la zone radiative et de la zone convective produisent au niveau de leur interface un effet dynamo qui génère un champ magnétique bipolaire à grande échelle et d'orientation poloïdale¹. La rotation différentielle selon la latitude a pour effet d'amplifier ces champs magnétiques et de les réorienter de façon toroïdale². Diverses instabilités telles que la torsion du champ et la force d'Archimède magnétique conduisent à la montée de ces champs magnétiques au travers de la zone convective vers la surface.

A.1.2 L'atmosphère solaire

Nous définissons la “surface” du Soleil à $1 R_S$ comme la région dans laquelle le plasma devient subitement optiquement mince, émettant ainsi de la lumière observable. Néanmoins la distribution du plasma n'est pas discontinue et ne forme donc pas une surface réelle. Le plasma au-dessus de la surface solaire constitue l'atmosphère solaire (Lang, 2000; Lantos, 1997), et ses propriétés permettent de la délimiter en plusieurs couches approximativement concentriques.

La photosphère

La photosphère est la région du Soleil qui émet le plus de lumière dans les longueurs d'onde visibles, essentiellement par diffusion Thomson due aux électrons libres dans la couronne.

L'épaisseur de la photosphère est de quelques centaines de kilomètres seulement, et sa densité est de l'ordre de 10^{17} cm^{-3} . Du fait que le Soleil contient beaucoup plus d'énergie qu'il n'en rayonne par la photosphère, et du fait que les photons interagissent un très grand nombre de fois dans le Soleil, la photosphère émet approximativement comme un corps noir. Son émission présente un maximum à environ $0.5 \mu\text{m}$ (dans le jaune-vert), la loi de Wien indiquant que sa température est de l'ordre de $5\,800 \text{ °K}$.

Nous observons dans cette région tout un réseau de cellules de granulation quasi-circulaires de rayon moyen (R) égal à 800 km , mais aussi de cellules plus grandes de l'ordre de 30 Mm^3 , dites de supergranulation. Ces structures constituent le sommet des cellules de convection sous-jacentes. Il est observé, aux intersections de ces dernières, que les champs magnétiques B concentrés sont observés par effet Zeeman. Cela est dû au fait que les champs entraînés depuis la base de la zone convective vers la photosphère apparaissent au centre des cellules de convection, et sont repoussés vers leurs bords par les mouvements convectifs. Ces concentrations de champ magnétique forment des structures plus ou moins circulaires à diverses échelles, telles que les pores ($B \simeq 0.15 \text{ T}$, $R \simeq 500 \text{ km}$), les plages ($B \simeq 0.04 \text{ T}$, $R \simeq 50 \text{ Mm}$) et les taches solaires ($B \simeq 0.3 \text{ T}$, $R \simeq 10 \text{ Mm}$). Ces concentrations de champ magnétique sont directement liées aux régions actives du Soleil.

Les taches solaires (plutôt localisées entre 40° de latitude Nord et 40° de latitude Sud) sont composées d'une partie centrale sombre appelée *ombre*, dont la température est de l'ordre de $3\,000 \text{ °K}$, et d'un réseau de structures radiales appelé *pénombre*. La faible température de l'ombre est due au fait que la forte concentration de champ magnétique qui y règne inhibe localement le chauffage par la convection. La structure de la pénombre est régie par

¹C'est-à-dire dans l'axe de rotation du Soleil

²C'est-à-dire parallèlement à l'équateur solaire

³ $1 \text{ Mm} = 1\,000 \text{ km}$.

l’expansion de ces champs magnétiques au-dessus des taches. Comme nous le verrons plus loin, le nombre et la localisation des taches solaires varie suivant une loi quasi-périodique de 11 ans, révélant le cycle d’activité magnétique du Soleil. Elles sont donc un traceur typique des champs engendrés par effet dynamo à la base de la zone convective.

La chromosphère

Cette région est située au-dessus de la photosphère, son épaisseur moyenne est de l’ordre de 2 Mm, et le plasma y est porté à une température de l’ordre de 10^4 °K. Cette région n’est pas optiquement mince dans toutes les longueurs d’onde ; c’est pourquoi beaucoup de raies d’absorption par les éléments lourds, dites raies de Fraunhofer, sont principalement observées dans le domaine visible. La température de la chromosphère permet la formation des raies spectrales de l’hydrogène ionisé telles que la raie H_α dans le rouge (correspondant à une transition dipolaire électrique de la série de Balmer entre les 3p et 2s, à 656.3 nm), de même que des raies du calcium ionisé Ca II telles que K_3 et K_{1v} dans le bleu.

La chromosphère est un milieu très inhomogène, composé de structures diverses telles que les spicules, les fibrilles, les protubérances et les filaments qui s’étendent sur des hauteurs de plusieurs Mm en émission H_α . Ces structures correspondent à des concentrations de champ magnétique dans lesquelles le plasma dense est confiné.

La température de la chromosphère est plus ou moins équivalente à celle de la photosphère, ce qui est en contradiction apparente avec son éloignement de la source d’énergie centrale du Soleil. Le problème est la transition brutale vers la couronne solaire, d’où le problème du “chauffage de la couronne”. Plusieurs mécanismes peuvent maintenir la couronne à 10^4 °K. Le mécanisme plus souvent invoqué est la dissipation d’ondes de choc engendrées par les oscillations photosphériques dues aux mouvements de convection turbulente subphotosphérique.

La région de transition et la couronne

La partie interne de la couronne solaire s’étend sur environ $1.5 R_S$ au-dessus de la photosphère. Sa température est de l’ordre de 2×10^6 °K, et sa densité varie d’environ 10^9 cm⁻³ vers 50 Mm d’altitude à 10^6 cm⁻³ à $1.5 R_S$. Le très fort gradient de température entre la chromosphère et la couronne se produit dans la région de transition, dont l’épaisseur a été évaluée à quelques centaines de kilomètres.

La température de la couronne permet une très forte ionisation des éléments lourds, de même qu’une forte émission due au rayonnement de freinage des électrons par les ions. Cela entraîne un pic d’émission de la basse couronne dans les rayons X mous (0.1 à une dizaine de nm), permettant ainsi l’observation de la couronne sur le disque solaire. Différentes structures apparaissent, allant des petits points brillants d’une taille de quelques Mm jusqu’à des grandes boucles s’étendant parfois sur des hauteurs de plus de 100 Mm. Ces structures sont ancrées dans des régions de fort champ magnétique, telles que les plages ou les taches solaires.

En fait, les boucles représentent la matérialisation des lignes de champ magnétique par le plasma conducteur de la couronne⁴. Ces boucles ne sont pas homogènes du point de vue de la densité et de la température du plasma qui les composent, ce qui conduit généralement à n’en visualiser qu’une portion dans une gamme donnée de longueurs d’onde.

⁴Une analogie rapide peut être faite avec la limaille de fer s’orientant selon le champ magnétique autour d’un barreau aimanté

La couronne émet très peu dans le visible, cependant l'occultation du disque solaire par le passage de la Lune (éclipse lunaire) ou par un masque (par l'utilisation d'un coronographe) permet d'en visualiser la structure au-dessus du limbe. Cette composante visible de la lumière est due à la diffusion Thomson sur les électrons de la couronne. Dans la couronne externe, de nombreuses structures apparaissent, telles que des trous coronaux dans lesquels la densité est plus faible, et des structures radiales lumineuses, évasées autour des pôles (appelées *plumes*), et en forme de *casques à pointe* plus près de l'équateur et au-dessus des régions actives (appelées des *streamers*). De même que pour les boucles coronales, ces structures tracent le champ magnétique du Soleil à grande échelle. Il apparaît alors que le champ est multipolaire.

Cette très haute température est incompatible avec les temps de refroidissement du plasma (de l'ordre de l'heure) dominés dans ce cas par la conduction thermique. Les ondes sonores engendrées par la zone convective, de même que la somme des énergies libérées dans les éruptions solaires, sont insuffisantes pour chauffer la couronne. Les observations de la structure très inhomogène de la région de transition et des boucles coronales ont conduit à invoquer des processus magnétiques pour expliquer le chauffage de la couronne. Parmi eux se trouvent la dissipation d'ondes magnéto-sonores et d'ondes d'Alfvén. Une autre hypothèse est la dissipation ohmique de fortes densités de courant lors des mini-éruptions ou dans des configurations magnétiques particulières à petite échelle telles que les surfaces résonnantes. Un autre mécanisme, plus complexe, résulte de l'évolution des champs magnétiques qui peuvent libérer de l'énergie par reconnexion magnétique⁵.

Un flux continu est émis par le Soleil, appelé le *vent solaire* ; celui-ci est dû au fait que la couronne solaire est trop chaude pour être retenue par le Soleil, ce qui se traduit par une expansion dans l'espace conduisant à une perte de masse négligeable. La vitesse du vent solaire varie en fonction de la structure magnétique de la couronne à la base. En effet, les vents rapides sont issus des trous coronaux qui traduisent une structure magnétique ouverte.

L'observation de la plupart des phénomènes se fait en émissions radio, UV et X (Kallenrode, 2001; Lang, 2000). Chacune de ces longueurs d'onde nous renseigne sur la nature physique des processus sous-jacents, en particulier sur la nature des particules accélérées et du champ magnétique solaire. Dans ce manuscrit, nous étudions, plus particulièrement, les observations en émission radio (cf. Chapitre 5), qui nous renseignent sur l'accélération des électrons dans la couronne solaire à travers les structures du champ magnétique.

A.1.3 L'activité solaire

Le cycle solaire

Le Soleil est une étoile très stable dont le flux d'énergie ne varie pas plus de 0.1 %. Par contre, il présente une activité magnétique très variable ; l'activité solaire (Lilensten & Bornarel, 2000) varie en un cycle d'environ 11 ans (de 22 ans si l'on tient compte de la polarité du champ magnétique) ce qui, en pratique, correspond à une périodicité réelle de 7 à 15 ans.

Le début du premier cycle répertorié se situe en 1755 ; celui qui a été inauguré les 4 et 6 novembre 1997 par deux éruptions coronales est donc le 23^{ième} sur la liste dressée suite aux statistiques sur les taches solaires (cf. Figure A.2) qui ont été établies par l'astronome suisse Rudolf Wolf sur la base des théories d'un astronome amateur allemand, Samuel Heinrich Schwabe, et des observations faites depuis le début du XVII^{ième} siècle.

⁵Les tubes de champ magnétique, initialement parallèles, s'entrelacent sous l'effet du mouvement photosphérique. Dans cette géométrie, se forment des nappes de courant à petite échelle, dissipant l'énergie par reconnexion des lignes de champ magnétique.

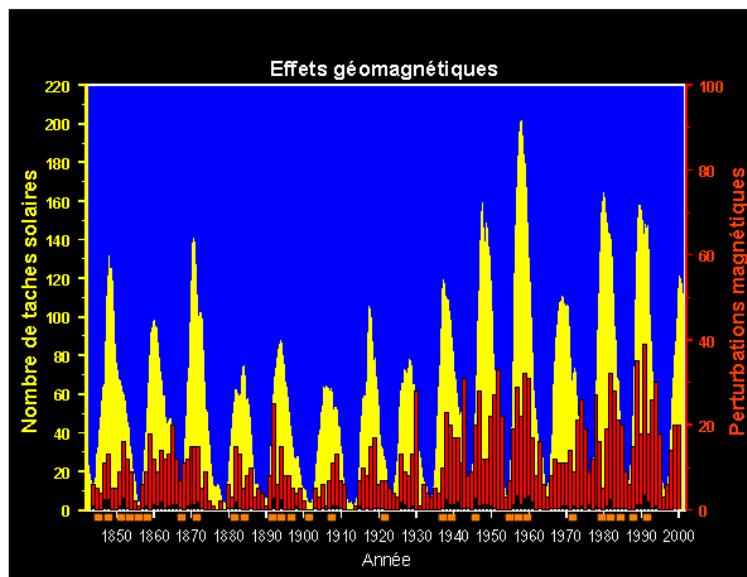


FIG. A.2: Mise en évidence de la corrélation entre le nombre de taches solaires observé et les perturbations géomagnétiques constatées (l'indice géomagnétique AE dépassant un certain seuil).

L'élaboration du nombre de Wolf, qui exprime la durée d'un cycle et l'intensité de l'activité au cours des différentes phases d'un cycle, a rendu possible la comparaison des résultats qui portent sur l'observation de l'activité solaire. Il en est ressorti que, pendant une année de minimum, le nombre de Wolf se tient la plupart de temps à zéro ou proche de zéro tandis qu'au maximum d'un cycle, il monte jusqu'à 200 - ce qui était le cas en 1957, une année de très forte activité - ou un peu au-dessus de 150 comme en 1979 et 1989.

Quelques phénomènes de l'atmosphère solaire

Les différentes couches de l'atmosphère solaire ne sont pas des régions calmes et presque homogènes. En dehors des taches solaires, des plages, des fibrilles chromosphériques et des boucles coronales, qui sont des phénomènes fréquents, il existe dans ces régions toute une gamme d'événements plus ou moins transitoires, telles que les éruptions solaires, les protubérances et les éjections de masse coronale.

Les éruptions solaires Elles ont depuis longtemps été observées dans une très grande gamme de longueurs d'onde depuis les ondes radio de 10 km de longueur d'onde jusqu'aux rayons γ à 10^{-3} Å. Lors des éruptions solaires, de nombreux phénomènes interviennent dans l'atmosphère solaire : les réorganisations du champ magnétique, l'accélération de particules à des vitesses relativistes et des sursauts radio de l'ordre de la milliseconde, ainsi que des orages de bruit radio qui peuvent durer plusieurs jours. Les éruptions (Anastasiadis, 2002; Aschwanden, 1999; Harrison, 1986) conduisent à l'embrillancement de boucles magnétiques (observées en H_α comme en rayons X), et de régions étroites et allongées dans la chromosphère appelées *rubans d'éruption* (le plus souvent observés en H_α). L'émission coronale en UV et en rayons X peut augmenter localement d'un facteur 1 000 durant l'éruption, et décroît lentement sur des échelles allant de la minute à une dizaine d'heures.

La définition à proprement parler d'une éruption n'est pas fixée, mais les différentes classes observées peuvent être résumées en une *apparition de particules accélérées, associées éventuellement à un chauffage* ou en un *chauffage rapide et temporaire d'une région restreinte de la couronne et de la chromosphère*⁶.

Les filaments et protubérances Les filaments et les protubérances (Lang, 1997) sont constitués d'une condensation étroite et allongée de plasma froid ($T \simeq 8\,000\text{ °K}$) suspendue dans la couronne solaire chaude ($T \simeq 10^6\text{ °K}$).

Les observations systématiques des protubérances solaires ont commencé dans les années 1940 dans la raie H_α de l'hydrogène. La raie H_α est une raie dite chromosphérique, c'est-à-dire que le plasma qui émet dans cette longueur d'onde est à une température de l'ordre de $T \simeq 10^4\text{ °K}$. Ces observations ont mené à une classification complexe des protubérances en fonction de leur morphologie.

Quoi qu'il en soit, le terme *filament* est utilisé pour décrire ces structures observées sur le disque solaire (par exemple en absorption en H_α), alors que le même plasma observé au limbe est appelé *protubérance*. L'environnement proche d'un filament, comprenant de faibles champs magnétiques photosphériques et les fibrilles chromosphériques, est alors appelé *couloir de filament*.

Les protubérances peuvent être principalement divisées en trois classes, dépendant de leur localisation sur le Soleil. Nous les trouvons, soit entre ou à l'intérieur de régions actives, soit près des pôles. Leurs hauteurs typiques sont respectivement de l'ordre de 20 – 40, 10 – 20, et 20 – 80 Mm. Leurs longueurs sont très variables et, peuvent aller de 30 Mm à plusieurs centaines de Mm. Ces dimensions contrastent significativement avec leur très faible épaisseur, estimée à quelques Mm seulement.

Les deux sous-classes les plus générales sont les protubérances dites *actives* ou *quiescentes*. Dans le premier cas, leur morphologie évolue sur des échelles de l'ordre de quelques heures, menant éventuellement à des *disparitions brusques*. Les protubérances quiescentes ont des temps de vie typiques de l'ordre de un à plusieurs mois, ce qui font d'elles les structures les plus stables observées dans l'atmosphère solaire.

Les éjections de masse coronale Les éjections de masse coronale (CME pour Coronal Mass Ejection) sont des processus dynamiques durant lesquels un nuage de plasma est éjecté de la couronne solaire, entraînant avec lui une configuration magnétique associée (Cargill, 2001; Chen, 2000; Klimchuk, 2000; Webb, 2000a). Elles s'accompagnent souvent, mais pas toujours, de particules énergétiques atteignant plusieurs centaines de MeV, formant ainsi les événements à protons (SPE pour Solar Proton Event). Elles sont visibles en lumière blanche (Hundhausen, 1997). Leur éjection se fait de façon violente, et elles sont accélérées à des vitesses variant de 35 à 2 000 km.s⁻¹.

La masse de plasma éjectée, lors d'une CME, est de l'ordre de $10^{12} - 10^{13}\text{ kg}$ et l'énergie mécanique impliquée est de l'ordre de $10^{24} - 10^{25}\text{ J}$. Le nombre de CME par jour (Hundhausen, 1993; St. Cyr *et al.*, 1999, 2000; Webb & Howard, 1994) peut varier de presque d'un ordre de grandeur entre le maximum et le minimum d'activité solaire (1 CME/jour en période de minimum d'activité jusqu'à 4 – 5 CME/jour en période de maximum).

⁶Les termes “rapides” et “temporaires” sont très variables, du fait qu'ils peuvent aller de l'ordre de la seconde à plusieurs heures, de même que le terme “restreint” peut aller de régions trop petites pour être résolues par les observations jusqu'à des fractions significatives du Soleil lui-même.

Les CMEs sont associées soit à des éruptions de filaments, autrement appelée *disparition brusque* (DB), soit à des éruptions solaires. La chronologie des phénomènes éruptifs et du phénomène lié aux CMEs et l'accélération de longue durée des éjections mettent en doute le fait que l'éruption ou l'éruption de filament soient la cause ou le déclenchement de la CME. Les deux phénomènes semblent plutôt représenter deux aspects liés à l'évolution des structures magnétiques dans l'atmosphère solaire. Cependant une question générale qui se pose est de comprendre comment se fait la transition entre une instabilité relativement localisée dans la couronne caractérisée par une éruption ou la disparition d'un filament et le phénomène à grande échelle observé en lumière blanche.

Cette éjection induit une onde de choc en amont de la protubérance, et l'apparition d'une région sous-dense entre le choc et la matière de la protubérance appelée *cavité*. Les CMEs qui se propagent dans le vent solaire sont alors appelées nuages magnétisés (ICMEs pour Interplanetary Coronal Mass Ejections) dans l'espace interplanétaire. Les variations de densité, de température et de champ magnétique occasionnées par leur passage dans le vent solaire sont mesurées *in situ* par des sondes dans le milieu interplanétaire (Skylab, Solwind, Solar Maximum Mission, ACE, SOHO, etc...). De plus, elles produisent des rayonnements par le biais de l'accélération des particules du vent solaire dans le choc associé. De même que pour les éruptions solaires, les CMEs (Gosling, 1993a,b) produisent dans l'environnement terrestre des sursauts radio et des orages magnétiques qui peuvent durer plusieurs jours, lors de leur impact avec la magnétosphère terrestre. La Figure A.2 montre la concordance entre l'activité solaire et les effets géomagnétiques observés sur la Terre.

A.1.4 Le vent solaire, le milieu interplanétaire et la composante B_z

Le plasma chaud de la couronne solaire n'est pas gravitationnellement lié et un flot de matière ionisée, le vent solaire, s'échappe continuellement de l'atmosphère solaire (Parker, 1958, 1959). La perte de masse du Soleil due au vent solaire et l'énergie emportée par celui-ci (respectivement $1.6 \times 10^9 \text{ kg.s}^{-1}$ et $1.8 \times 10^{20} \text{ J s}^{-1}$) sont négligeables devant la masse du Soleil. Le vent solaire emporte également un faible champ magnétique orienté dans une direction presque parallèle au plan de l'écliptique mais faisant un angle moyen de 45° avec la direction Soleil–Terre au niveau de l'orbite terrestre.

Le vent solaire (cf. Figure A.3) est un maillon essentiel des relations Soleil–Terre. C'est pourtant celui dont le rôle est le plus difficile à appréhender et à modéliser, car les observations sont difficiles et, le plus souvent, indirectes. Il comprend deux types d'écoulement : le vent lent à 400 km.s^{-1} , généralement issu de l'équateur, et le vent rapide, à 800 km.s^{-1} en provenance des *trous coronaux*⁷. Ces régimes de vent solaire rapide ont tendance à être récurrents sur des périodes de 27 jours, liées à la période de rotation du champ magnétique à grande échelle, et sont la source d'orages géomagnétiques récurrents. Les structures et régions présentes dans le vent solaire sont principalement :

- les régions d'interaction entre les écoulements lents et les écoulements rapides (CIR pour Co-rotating Interaction Regions) dont la formation est dominante dans les latitudes comprises entre 0 et 20° ;
- la nappe de courant interplanétaire (HCS pour Heliospheric Current Sheet) ;
- la signature du milieu interplanétaire des CMEs, associés ou non aux ondes de choc interplanétaires, et à des nuages magnétiques (ICMEs).

⁷Les trous coronaux sont souvent localisés près des pôles mais en certaines occasions durant le maximum solaire, ils peuvent être aperçus dans la région équatoriale.

Le vent solaire agit à la fois par sa structure même et par son rôle de support de propagation des perturbations solaires, telles que les particules énergétiques produites dans les éruptions solaires ou dans les chocs interplanétaires et les CMEs. La topologie et la structure des lignes du champ magnétique interplanétaire (IMF pour Interplanetary Magnetic Field), qui gouvernent la propagation des particules, peuvent dans certains cas affecter cette propagation et donc les effets terrestres qui en résultent. Ce rôle ambigu du milieu interplanétaire peut être illustré par des exemples précis d'événements transitoires qui paraissent majeurs au niveau du Soleil et dont l'impact terrestre est mineur, ou d'événements mineurs au niveau du Soleil ayant un impact terrestre important.

Les nuages magnétiques (Burlaga *et al.*, 1981; Burlaga, 1988; Klein & Burlaga, 1986; Webb *et al.*, 2000b), ou ICMEs, correspondent à des structures particulières du milieu interplanétaire liées à des tubes de flux torsadés avec un champ magnétique supérieur à la moyenne et hélicoïdal. Gopalswamy & Thompson (2000a) ont évalué leur vitesse de propagation : de 100 à 1 000 km.s⁻¹ près du Soleil à 350 à 550 km.s⁻¹ à 1 UA. Si une association statistique entre ces ICMEs et les CMEs a été rapportée dans la littérature, le lien détaillé entre les phénomènes est loin d'être établi. Il semble cependant que les ICMEs sont souvent associées à la production d'un halo-CME.

Enfin, il y a une corrélation entre l'activité géomagnétique et l'existence d'une composante orientée vers le Sud du champ interplanétaire ; dans ce cas, l'énergie magnétique du vent solaire peut être éjectée directement dans la magnétosphère, où elle est essentiellement reconvertie en énergie cinétique. Lors du passage d'une ICME où le champ magnétique serait pendant une assez longue durée, dirigé vers le Sud, une augmentation de l'activité géomagnétique (Gosling *et al.*, 1990, 1991; Vennerstroem, 2001) est généralement observée. L'intensité de l'orage géomagnétique varie en fonction de l'intensité de la composante Sud B_z du champ interplanétaire. Entre 1972 et 1982, il a ainsi été trouvé que 59 % des orages géomagnétiques les plus intenses étaient liés à des ICMEs.

Les différents processus d'accélération pour les deux composantes du vent solaire sont encore mal compris. Néanmoins il est probable que des ondes magnéto-sonores apportent une contribution à l'accélération du vent solaire, et que des instabilités magnétohydrodynamiques, conduisant à la formation de plasmodes observés dans les "streamers", soient responsables du vent solaire.

A.2 Les facteurs d'influence sur l'environnement terrestre

Les interactions (Lilensten & Blelly, 1999) entre le Soleil et la Terre (cf. Figure A.3) sont essentiellement de quatre types :

- **l'interaction gravitationnelle** : la masse du Soleil commande le mouvement de la Terre dans l'espace. La présence des autres planètes du Système Solaire perturbe ce mouvement et entraîne des variations de l'orbite de la Terre, et donc du flux de rayonnement reçu par la Terre ;
- **l'interaction électromagnétique (rayonnement)** : le rayonnement du Soleil maintenant notre planète à bonne température est la source quasi-unique de toutes les chaînes énergétiques de l'atmosphère, des océans et de la biosphère ;
- **l'interaction magnétique** : le champ magnétique du Soleil s'étend loin dans le système solaire, et interagit fortement avec celui de la Terre ;

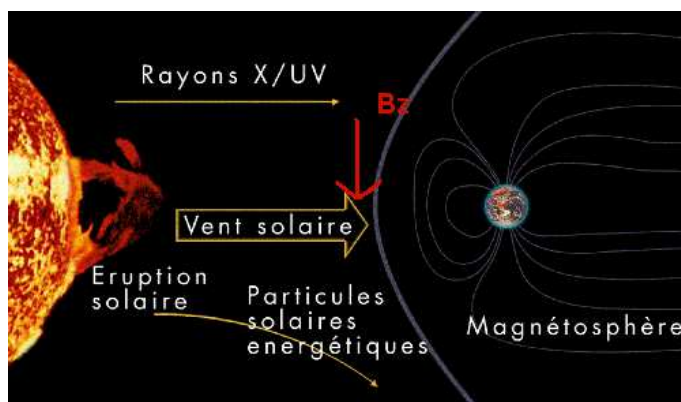


FIG. A.3: **Facteurs d'influence du Soleil sur la Terre** : les ondes électromagnétiques, le vent solaire et les particules énergétiques.

- **le vent solaire ou l'interaction particulaire** : le flux de particules en provenance du Soleil interagit violemment avec les hautes couches de l'atmosphère et le champ magnétique de la Terre. Ses variations, souvent violentes, peuvent induire des phénomènes importants dans l'environnement terrestre.

Les deux premières interactions (interaction gravitationnelle et le rayonnement visible) peuvent être considérées comme “constantes” sur les échelles de temps “humaines” ; le rayonnement non-visible (UV notamment) varie considérablement dans certaines gammes de longueurs d'onde. La diminution de la masse solaire provoquée au centre par la combustion de l'hydrogène, et en surface par le vent solaire, même si elle se chiffre en millions de tonnes par seconde, n'est pas significative par rapport à la masse totale de notre étoile.

Les fluctuations du rayonnement total sont relativement faibles. Par contre, l'activité magnétique, le vent solaire et les rayonnements UV et X sont très fluctuants, et leur étude débouche sur une véritable “météorologie de l'espace” (Lilensten & Blelly, 1999; Lilensten & Bornarel, 2000).

Les conséquences de ces phénomènes solaires sont en effet très nombreuses pour notre environnement terrestre et spatial : irradiation des satellites en orbite, transport de l'énergie, perturbations radio, ... sans compter sur le climat global encore discutées.

A.3 La Terre et son champ magnétique

A.3.1 Une présentation succincte de la Terre

La magnétosphère, les systèmes de courant et les particules

La Terre, de rayon $R_T = 6\,400$ km, est une planète tellurique gravitant autour du Soleil, à la distance d'environ 150 millions de kilomètres. Elle est entourée d'une atmosphère, formée d'oxygène et d'azote, et est constituée d'un champ magnétique, quasiment dipolaire.

L'atmosphère terrestre est principalement chauffée par le rayonnement solaire. La partie haute fréquence du spectre d'ondes (les rayons UV et au-delà), composée de photons énergétiques, dissocie les atomes à haute altitude et les ionise, formant l'*ionosphère*. Cette ionosphère (Schunk & Nagy, 2002) est formée de différentes couches (couches D, E, F). Du

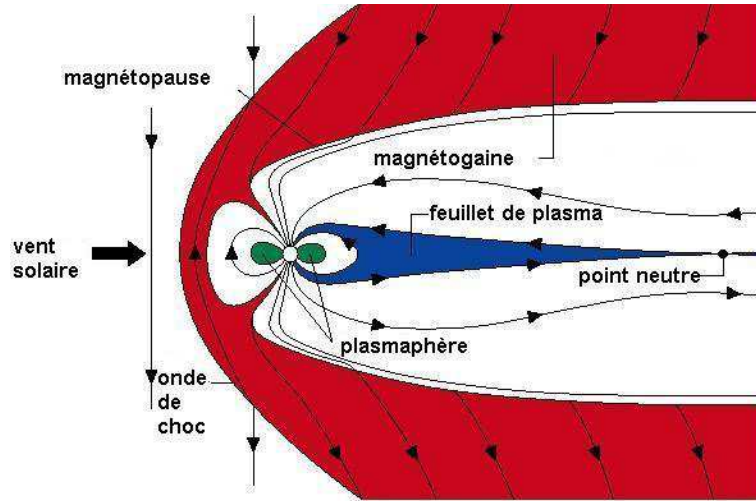


FIG. A.4: Composition de la magnétosphère terrestre.

fait de son mode de chauffage, elle est très dépendante de l'éclairement solaire, étant beaucoup plus chaude et plus dense le jour que la nuit et différente dans les régions équatoriales et polaires. L'interaction des particules solaires avec le champ magnétique terrestre induit un effet dynamo à l'origine des courants ionosphériques dans les régions à basse et moyenne latitude. Ce sont ces courants qui créent une *variation diurne* du champ géomagnétique en raison de leur géométrie liée au point subsolaire (i.e. du point où le Soleil est au zénith et au méridien).

Le champ magnétique de la Terre (cf. Figure 1.1) interagit avec le champ interplanétaire pour former la *magnétosphère* (Gold, 1959), une "cavité" fermée par la *magnétopause*⁸ (cf. Figure A.4) où les particules du vent solaire ne peuvent pénétrer directement et qui s'étend à environ 60 000 km du côté jour et plus d'un million de kilomètres du côté nuit (queue de la magnétosphère). La magnétosphère forme ainsi un obstacle au vent solaire supersonique, créant une onde choc en amont à quelques 100 000 km, cette onde de choc s'appelant la *magnétogaine* (cf. Figure A.4).

Un système de courants (Ohtani *et al.*, 2000) maintient ce système (cf. Figure 1.1) en équilibre : les courants de magnétopause et de traversée de queue. La séparation des charges du vent solaire côté jour induit un premier *courant* dit *de magnétopause* (ou *courant de Chapman-Ferraro*), constitué par le déplacement en sens inverse des ions et des électrons. Dans la partie interne de la magnétosphère, le champ dipolaire contrôle le mouvement des particules, qui y restent piégées (définissant ainsi les *ceintures de radiation*), responsable du *courant en anneau*.

En fait, la magnétosphère n'est pas complètement imperméable aux particules extérieures. D'une part, les particules de très haute énergie (supérieures à 1 MeV pour les protons) peuvent pénétrer dans la magnétosphère.

D'autre part, pendant les *phases de reconnexion*, quand la composante du champ interplanétaire (Dungey, 1961) le long de l'axe du dipôle terrestre (cf. Figure A.3) est dans le sens du moment magnétique terrestre (à savoir quand la composante B_z est dirigée vers le

⁸La magnétopause marque la région d'équilibre entre la pression dynamique du vent solaire et la pression du champ magnétique terrestre.

Sud), une partie de l'énergie emmagasinée dans le vent solaire peut directement pénétrer dans la magnétosphère. Les particules du vent solaire peuvent alors alimenter en partie la queue de la magnétosphère, augmentant les courants de queue qui, dans les phases impulsives, peuvent être en partie dirigés vers la Terre, créant des courants alignés, ou *courants alignés de Birkeland*, qui se referment dans l'ionosphère au niveau des zones aurorales (créant les *électrojets auroraux*). Ces phases impulsives sont nommées *sous-orages*, elles peuvent se produire plusieurs fois par jour et donner lieu à des perturbations localisées de l'ionosphère, en particulier près de l'*ovale auroral*, qui se situe entre 65 et 75° de latitude géomagnétique. Ce dernier a la particularité d'être le point de départ et d'aboutissement à la Terre de courants magnétosphériques alignés sur le champ, reliant l'ionosphère et la queue de la magnétosphère.

D'autres particules solaires peuvent rentrer par les *cornets polaires*. Ces derniers se situent à très haute latitude. Là, le champ magnétique terrestre ne boucle plus sur la Terre : il s'ouvre sur l'espace en forme de deux cornets, l'un étant au Nord, l'autre au Sud (cf. Figure 1.1). Les particules qui passent à proximité de leurs lignes de champ et peuvent ainsi pénétrer directement jusqu'à l'atmosphère de la Terre. Mais leur impact sur cette dernière est limité car elles n'ont guère subi d'accélération.

Les perturbations de l'environnement terrestre

Trois types d'événements (Amari *et al.*, 1999; Boscher *et al.*, 1998; Vilmer, 1999) peuvent affecter de façon notable l'environnement terrestre ; les événements à protons (SPE), les orages géomagnétiques et la variation du flux UV lors d'une éruption. Les deux premiers types d'événements sont *a priori* indépendants.

Les événements à protons Ils se produisent généralement pendant les éruptions solaires et un peu après, mais sont souvent associés, pour 96 % d'entre eux, à des CMEs. Pendant près de 30 ans, nous avons lié l'origine des particules énergétiques solaires à une accélération dans un site éruptif très localisé dans une région active, puis à une diffusion au travers des lignes de champ magnétique de la couronne jusqu'au site d'injection vers le milieu interplanétaire quelquefois fort éloigné en longitude. À l'heure actuelle, il est plutôt admis que les événements à protons les plus intenses sont produits par des particules accélérées plus haut dans la couronne ou dans le milieu interplanétaire par les chocs associés aux CMEs.

Les événements à protons (Gopalswamy, 2001; Klein & Trottet, 2001; Vilmer, 1999) ont les effets les plus importants en termes de relations Soleil–Terre car ce sont eux qui peuvent mettre en danger une mission spatiale lointaine. Les protons les plus énergétiques (jusqu'à une centaine de MeV) arrivent en moins d'un jour (typiquement de 30 minutes à quelques heures) au voisinage de la Terre.

Les orages magnétiques Ils sont, dans tous les cas, associés à des perturbations du vent solaire (CMEs, chocs interplanétaires, trous coronaux en conjonction avec la Terre) et se traduisent visuellement sur la Terre par des aurores polaires. La pression dynamique du vent solaire détermine en particulier la force de l'orage et l'importance de ces effets (Gonzalez *et al.*, 1994, 1999; Tsurutani *et al.*, 1997). Ceci est d'autant plus vrai que sur la durée d'un orage (quelques jours), la composante du champ interplanétaire a parfois le sens favorable à la reconnexion. Le paramètre clé de ces orages est donc la pression du vent solaire, qui peut être très importante dans le cas du trou coronal et de la CME ; cependant dans ce dernier cas, l'orage dure moins longtemps, de l'ordre de la journée (certains trous coronaux se maintiennent

même pendant des mois à basse latitude héliosphérique, amenant des orages récurrents à 27 jours dans la magnétosphère). L'effet des orages magnétosphériques (Buonsanto, 1999; Fuller-Rowell & Codrescu, 1994; Danilov & Lastovicka, 2001; Sobral *et al.*, 2001) est observé sur les populations de plasma froid ionosphérique et chaud (protons et électrons jusqu'à 1 MeV). Ces populations peuvent être grandement perturbées pendant et à la suite des orages. Les courants alignés de Birkeland augmentent en intensité. Par conséquent, l'ovale auroral est fortement élargi et descend à basse latitude magnétique. L'ionosphère est très perturbée. Des courants induits sont créés à la surface de la Terre. Le plasma ionosphérique est chauffé et des ions d'origine terrestre peuvent être accélérés et injectés à haute altitude, pouvant participer au courant annulaire ou à l'*électrojet équatorial* (Forbes, 1981). La plasmasphère, qui est une zone de la magnétosphère en co-rotation avec la Terre (cf. Figure A.4), diminue en extension, mais des bulles de plasma peuvent subsister à haute altitude. La population de plasma chaud croît, ce qui **augmente le courant en anneau** (l'indice D_{st} diminue fortement). Cette augmentation du courant annulaire se traduit par une décroissance des composantes horizontales (et plus particulièrement de la composante Nord-Sud) du champ magnétique. Cette décroissance affecte l'ensemble du globe terrestre, et peut atteindre quelques % du champ total.

Le flux UV 99 % de l'énergie solaire pénètre dans la troposphère, la couche d'atmosphère la plus basse où le climat se fait. 30 % de ce rayonnement est directement réfléchi dans l'espace, et la Terre reçoit donc les 70 % restants. Notre planète, ainsi chauffée à une température moyenne de 255 °K, rayonne sa propre énergie, qui est absorbée par les gaz dans la basse atmosphère ; cet effet de serre permet une température de la surface terrestre d'environ 288 °K.

Les sources d'ionisation des particules de l'atmosphère terrestre sont les photons solaires UV (Lilensten & Blelly, 1999; Schunk & Nagy, 2002) et X, et les particules solaires en provenance du vent solaire et d'éruptions solaires. Ces sources peuvent non seulement dissocier les molécules (le milieu devenant conducteur) mais aussi exciter et chauffer l'atmosphère. Du côté nuit de la Terre, le flux UV est absent mais les particules solaires peuvent y précipiter (ionosphère nocturne). Aux faibles et moyennes latitudes, de fortes variations sont évidemment observées entre le jour et la nuit, mais le cycle solaire, qui fait varier le flux UV par un facteur 2 environ, module lui aussi l'ionisation de ces régions.

Les aurores polaires Les aurores polaires déclenchées par de fortes éruptions sont souvent vues à plus basse latitude qu'en période d'activité modérée, en raison de l'élargissement de l'ovale auroral. Ainsi nous avons pu observer ce type de phénomènes en Europe méridionale et au Mexique en mars 1989, à Bombay en 1872 ou Singapour en 1909. Une aurore boréale a été également visible au nord de la France en juin 2000, et en octobre 2003.

A.3.2 Le champ magnétique terrestre

Définition

Le champ magnétique terrestre (Campbell, 1997; Merrill *et al.*, 1998) peut se décomposer, du point de vue d'un observateur situé à sa surface, en un champ interne (champ crustal induit par l'aimantation des roches en surface et champ principal produit par la géodynamo dans le noyau liquide), et en un champ externe (produit par les courants circulant dans la magnétosphère et l'ionosphère).

Le champ géomagnétique varie en fonction de la latitude : de 31 000 nT à l'équateur magnétique, il double sa valeur aux pôles. Le champ principal subit une variation lente et régulière que nous désignons sous le nom de *variation séculaire*, que traduit la variation lente de la *déclinaison magnétique*⁹. À cela s'ajoute une cause externe, l'activité solaire, que nous désignons sous le nom de *variations transitoires*.

Le pôle magnétique Nord est en perpétuel mouvement. Chaque jour, le pôle se déplace en décrivant une trajectoire plus ou moins elliptique autour d'une position moyenne et peut fréquemment se situer à plus de 80 km de cette position (mouvement diurne) lorsque le champ magnétique de la Terre est perturbé par les particules chargées créant des courants électriques dans la haute atmosphère. Cette position moyenne s'est déplacée de 1 100 km au cours du XX^{ième} siècle. Depuis 1970, son déplacement s'est accéléré ; nous l'évaluons à 50 km/an. L'observatoire le plus proche du pôle magnétique Nord (qui se situe au Nord du Canada), se situe au Groenland près de Thule (78.3°N, 69°O) et le pôle Sud en Antarctique à Vostock (78.3°S, 111°E). Tous les deux se situent à 800 km des pôles géographiques ; ainsi, l'axe du dipôle magnétique forme un axe de 11.3° avec l'axe de rotation terrestre.

Le champ d'origine interne et la dynamo terrestre

La dynamo terrestre En première approximation, la Terre peut être assimilée à l'empilement de sphères de caractéristiques propres. La Terre est principalement composée d'un manteau silicaté de 2 900 km d'épaisseur, d'un noyau métallique liquide d'une épaisseur de 2 260 km et en son centre (Buffett, 2000), d'une graine solide de rayon 1 220 km (dont nous ignorons si elle tourne sur elle-même plus rapidement que les couches superficielles (Jeanloz & Romanowicz, 1998; Souriau, 1998)) produite par la cristallisation du fer.

L'origine du champ magnétique terrestre est extrêmement spéculative en raison de l'absence de mesures *in situ*. Cependant, les dernières approches se fondent sur la présence d'un noyau fluide et bon conducteur. Les hétérogénéités chimiques et thermiques (Cardin & Le-marchand, 2002) génèrent des différences de densité qui provoquent des courants de matière (Lister & Buffett, 1995), composés notamment de la convection d'origine thermique (à hauteur de 20 %) et de la convection de solutale induite par la cristallisation du noyau (à hauteur de 80 %) ; ces proportions font toujours l'objet de débats. Ces courants entraîneraient par un effet de dynamo auto-excitée l'apparition de forces électromotrices et d'un champ magnétique induit. Si le noyau était au repos, ces courants disparaîtraient en quelques dizaines de milliers d'année par effet Joule.

Les champs crustal et principal Le champ magnétique d'origine interne (tel que l'on observe à la surface de la Terre) est la somme du champ généré dans le noyau liquide, appelé *champ principal* (champ principalement dipolaire), et du *champ crustal*. Ce dernier tire sa source des roches aimantées de la croûte terrestre (typiquement situées dans les 30 premiers kilomètres en surface). Ce champ est, à grande longueur d'onde, suffisamment peu organisé et faible pour qu'on puisse le négliger devant le champ principal qui, quant à lui, est dominant à plus courte longueur d'onde de telle sorte qu'en pratique, il n'est connu que jusqu'au 13^{ième} degré dans le développement en harmoniques sphériques (cf. Équation 1.2). Le champ n'est

⁹Une boussole ne pointe habituellement pas vers le vrai Nord ! De fait, sur une grande partie de la surface de la Terre, elle pointe plutôt vers un point décalé de quelques degrés à l'Est ou à l'Ouest du Nord géographique (ou Nord vrai). La direction dans laquelle pointe l'aiguille de la boussole est le pôle Nord magnétique, et l'angle formé par cette direction et celle du Nord vrai est appelé *déclinaison magnétique*.

accessible à cet ordre que grâce aux données fournies par les satellites, la couverture en observatoires à la surface du globe étant trop insuffisante pour espérer modéliser le champ au-dessus du degré 7 ou 8.

Le champ principal possède la propriété remarquable de s'inverser. Ces inversions de polarité s'accompagnent d'une baisse significative de l'intensité du champ principal. Durant les derniers millions d'années, les inversions se sont produites en moyenne tous les 200 000 ans (Valet & Courtillot, 1992), avec une cadence irrégulière. Ainsi la dernière remonte à 800 000 ans.

A.3.3 Les variations transitoires du champ magnétique

Les variations transitoires (Amari *et al.*, 1999; Dubois & Diamant, 1997) du champ magnétique observées à la surface de la Terre résultent des courants externes circulant dans l'ionosphère et la magnétosphère. La très grande complexité du couplage entre le vent solaire, la magnétosphère et l'ionosphère se traduit par une très grande diversité de signatures magnétiques, qui dépendent de l'état de la magnétosphère et varient avec la localisation géographique et géomagnétique du point d'observation. Du fait de plusieurs décennies d'observation, il est possible de décrire les principales caractéristiques morphologiques des perturbations magnétiques observées au sol et, dans une certaine mesure, de les relier à des sources ionosphériques et magnétosphériques.

Le point de départ fondamental de l'étude des variations magnétiques transitoires est leur décomposition en variations régulières et irrégulières : les variations *régulières* sont de morphologie lisse et elles apparaissent régulièrement tous les jours, alors que les variations *irrégulières* présentent une grande variabilité de forme et d'amplitude et apparaissent irrégulièrement au cours du temps. Ces différences morphologiques traduisent des différences entre les processus physiques qui gouvernent les sources ; les variations régulières sont essentiellement reliées à la dynamo atmosphérique, alors que les variations irrégulières sont principalement dues à l'injection d'énergie dans la magnétosphère, associée par exemple aux orages ou sous-orages magnétiques. Il est important de noter que la distinction entre des situations calmes ou agitées du point de vue magnétique est uniquement reliée aux variations irrégulières : les situations calmes correspondent aux périodes durant lesquelles elles sont absentes et les situations agitées à celles où elles sont présentes.

Les variations régulières

Les variations régulières sont associées à des sources permanentes ; la principale d'entre elles étant les courants atmosphériques, qui résultent du chauffage et de l'ionisation de l'atmosphère côté jour. Ces sources sont toujours présentes, que la situation magnétique soit calme ou agitée, et elles ne sont observées seules que durant les périodes calmes du point de vue magnétique. Leur forme et leur position sont à peu près constantes dans un système de référence fixe par rapport au Soleil, mais leur variabilité jour à jour n'est cependant pas négligeable.

Les variations irrégulières

Lorsque nous observons les variations du champ magnétique horizontal, nous voyons une diversité morphologique des variations magnétiques irrégulières et leur variabilité en fonc-

tion du temps et de la latitude géomagnétique. Ceci illustre clairement quelques unes des caractéristiques morphologiques majeures des variations irrégulières :

- leurs constantes de temps caractéristiques varient généralement de quelques minutes à quelques heures ;
- une forte intensité observée dans les latitudes géomagnétiques comprises entre 60 et 75° (ovale auroral) ;
- une importante extension en latitude.

Des fluctuations de plus haute fréquence et les variations rapides font aussi partie des variations géomagnétiques transitoires. C'est en particulier le cas des orages à début brusque qui sont des impulsions brutales suivies par un orage géomagnétique, ou par un changement du rythme de l'activité magnétique durant une heure environ.

Les pulsations magnétiques font aussi partie des variations rapides, qui traduisent la propagation des électrons durant les orages géomagnétiques. Ce sont des variations quasi-périodiques, avec une pseudo-période comprise entre quelques minutes et quelques secondes, voire moins. Leur amplitude est inférieure à une dizaine de nanoTesla.

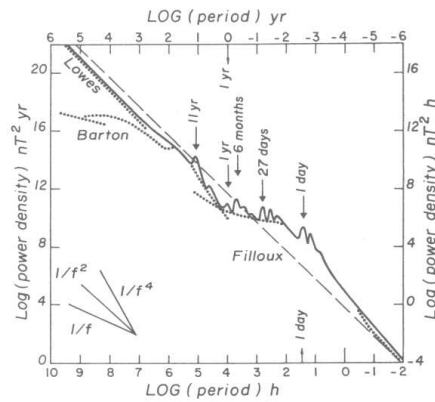


FIG. A.5: **Densité spectrale de Fourier du champ géomagnétique d'origine externe.** (source Courtillot & Le Mouél (1988)).

A.3.4 La variabilité de l'activité géomagnétique

Le champ externe

Les variations temporelles du champ externe sont principalement déterminées par les mouvements de la Terre et du Soleil ainsi que par l'activité solaire. Les principales périodes sont : 1 an, 6 mois, 27 jours, 13.5 jours, 24 heures, 12 heures, 8 heures et 6 heures.

La variabilité de 22 ans La variation de 22 ans de l'activité géomagnétique a été identifiée par Chernosky (1966) et peut être interprétée comme une conséquence de la variation de 11 ans du cycle solaire (Currie, 1973). L'activité est plus haute dans la deuxième moitié des cycles solaires pairs et dans la première moitié des cycles impairs. Les raisons de ce constat sont toujours à l'étude.

La variabilité de 11 ans La variabilité de 11 ans (cf. Figure A.5) de l'activité géomagnétique (Ellis, 1900) a été récemment étudiée par Vennerstroem & Friis-Christensen (1996). Ils proposent l'idée que l'activité géomagnétique puisse être divisée en trois parties :

- peu avant le maximum de taches solaires, elle est liée à l'activité solaire passagère, et est observée avec une amplitude relativement plus grande dans l'activité annulaire (orages) que dans l'activité des sous-orages ;
- environ deux ans après le maximum de taches solaires, elle constitue le plus grand composé maximal de l'activité magnétique passagère et récurrente ;
- pendant la phase décroissante du cycle solaire, elle est en grande partie récurrente, et est observée avec une plus grande amplitude dans l'activité de sous-orage que dans l'activité de courant annulaire (orages).

La variabilité annuelle La variation géomagnétique annuelle (cf. Figure A.5) est en relation avec l'orbite de la Terre. En raison des 7.2° d'inclinaison de l'axe de rotation solaire par rapport à la normale de l'écliptique, la Terre atteint la latitude héliographique Nord et Sud la plus élevée (où une orientation vers le Sud du champ interplanétaire B_z est plus importante) le 6 septembre et le 5 mars (variation semestrielle). Cependant, la variation annuelle est souvent plus claire (Bolton, 1990), et ce, parce que la distribution du vent solaire est asymétrique ou décalée par rapport au plan équatorial (Zieger & Mursula, 1998).

La variabilité semestrielle La variation semestrielle (cf. Figure A.5) a été attribuée à un effet du champ interplanétaire (Russell & McPherron, 1973) : comme la Terre tourne autour du Soleil, une orientation vers le Sud du champ interplanétaire est statistiquement plus probable deux fois par an lors des équinoxes, augmentant le couplage entre le vent solaire et la magnétosphère. En conséquence, il se produit plus d'orages pendant les mois d'équinoxe que pendant les mois de solstice.

L'activité récurrente La relation entre l'activité géomagnétique/aurorale et la période de rotation solaire de 27 jours (cf. Figure A.5) a été notée par Broun (1876) et Maunder (1905). Cette activité d'orages récurrents est une conséquence de la présence de trous coronaux, qui provoquent des jets rapides du vent solaire. De plus, de longs intervalles existent pendant lesquels deux jets d'écoulements à grande vitesse du vent solaire, par rotation solaire, peuvent être observés (Gosling *et al.*, 1976), créant une périodicité de 13.5 jours.

La rotation terrestre La rotation de la Terre entraîne des variations de 24 h, 12 h, 8h et 6h (cf. Figure A.6). Ceci est associé à des sources permanentes, la principale d'entre elles étant les courants ionosphériques, conséquences directes du chauffage et de l'ionisation de l'atmosphère côté jour et, les courants magnétosphériques et ionosphériques résultant de l'activité solaire côté jour.

Les micro-pulsations Les micro-pulsations (cf. Figure A.6) sont des trains d'ondes sinusoïdales dont la durée varie de quelques fractions de seconde à quelques minutes, et qui se propagent sur les lignes de champ magnétiques. Pour simplifier, nous pouvons les imaginer comme étant les "vibrations" des lignes de force du champ terrestre. Elles ont pour origine la précipitation des électrons durant les orages ou sous-orages géomagnétiques.

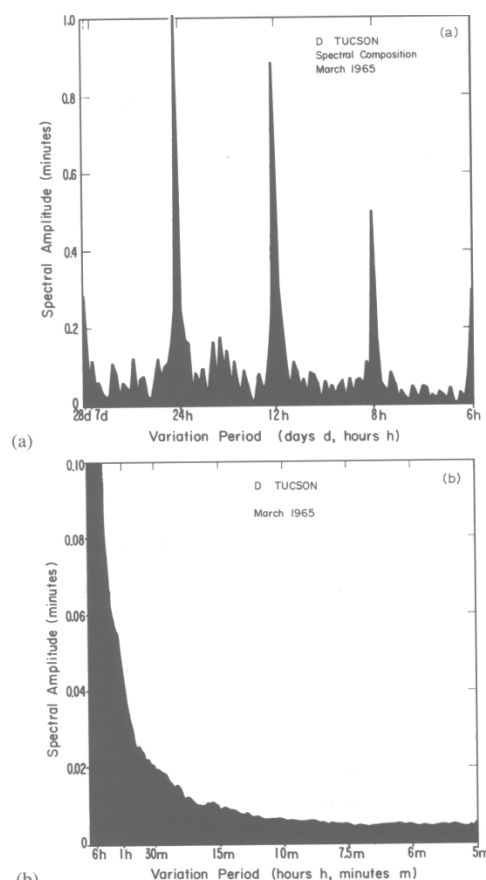


FIG. A.6: **Densité spectrale de Fourier du champ géomagnétique d'origine interne.** (source Campbell (1997)).

Le champ principal

La variation temporelle du champ principal sur des périodes de quelques dizaines à quelques centaines d'années est connue comme la dérive séculaire. Si, en première approximation, l'évolution du champ principal apparaît régulière à l'échelle séculaire, il est possible de constater, à intervalles irréguliers, des changements de tendance très rapides de cette évolution (1 à 2 ans), appelés soubresauts géomagnétiques ou sauts de variation séculaire. Le premier soubresaut a été observé dans les observatoires de l'hémisphère Nord en 1969 (Courtilot *et al.*, 1978), mais rapidement l'analyse des données d'autres observatoires a permis de conclure à son caractère global (Chau *et al.*, 1981; Le Mouél *et al.*, 1982; Malin & Hodder, 1982). Une origine externe de ces soubresauts est exclue (Malin & Hodder, 1982; McLeod, 1985).

D'autres soubresauts ont été identifiés ; en effet, les travaux de Courtilot *et al.* (1978) et de Gavoret *et al.* (1986) ont permis de déceler respectivement un soubresaut en 1912–1913 et en 1979. Ces trois soubresauts sont d'extension mondiale. McLeod (1989) et Golovkov *et al.* (1989) ont découvert respectivement un soubresaut en 1939 et en 1941, et plus récemment deux soubresauts pointés vers 1990 (Macmillan, 1996) et 2000 (Mandea *et al.*, 2000).

Compléments : méthodes de décomposition

Considérons l'exemple du champ géomagnétique où la matrice de données \mathbf{B} est de dimension $N_t \times N_r$ (cf. Chapitre 2).

B.1 Les relations entre sous-espaces

Dans le Chapitre 2, nous avons fait remarquer que la SVD revient à calculer les vecteurs propres des matrices de covariance $\mathbf{B}\mathbf{B}^\top$ et $\mathbf{B}^\top\mathbf{B}$. Nous présentons ici les méthodes de calcul en présentant les relations de transition entre les espaces.

$$\mathbf{B}^\top\mathbf{B}v_k = A_kv_k \quad (\text{B.1})$$

$$\mathbf{B}\mathbf{B}^\top u_k = A_ku_k \quad (\text{B.2})$$

Nous obtenons alors les formules de transition entre les deux espaces :

$$u_k = \frac{1}{\sqrt{A_k}}\mathbf{B}v_k \quad (\text{B.3})$$

$$v_k = \frac{1}{\sqrt{A_k}}\mathbf{B}^\top u_k \quad (\text{B.4})$$

B.2 L'approximation de rang r d'une matrice

Nous avons vu dans la Section 2.1.2 que les premiers modes statistiques sont utiles à l'interprétation de la SVD en termes de processus physiques. Ce nombre de modes, noté r , nous est utile dans la construction d'une nouvelle base de données, notée \mathbf{B}_r , qui est une base approximée contenant les propriétés dynamiques du système étudié.

Il est ainsi possible d'utiliser la SVD afin d'obtenir la meilleure approximation de rang r de la matrice considérée \mathbf{B} (Eckart & Young, 1936). La meilleure approximation de rang r d'une matrice, au sens des moindres carrés, est donnée par la troncature (Scharf, 1991) : étant donnée une matrice de \mathbf{B} ($\in \mathbb{R}^{N_t \times N_r}$), de rang $K = \max(N_t, N_r)$, et sa SVD :

$$\mathbf{B} = \mathbf{U}\mathbf{S}\mathbf{V}^\top = [\mathbf{U}_1\mathbf{U}_2] \begin{bmatrix} \mathbf{S}_r & 0 \\ 0 & \mathbf{S}_{(K-r)} \end{bmatrix} \begin{bmatrix} \mathbf{V}_1^\top \\ \mathbf{V}_2^\top \end{bmatrix} \quad (\text{B.5})$$

où la matrice \mathbf{S}_r est diagonale et comporte les r premières valeurs singulières (rangées par ordre décroissant sur la diagonale), et $\mathbf{S}_{(K-r)}$ les $(K - r)$ autres valeurs singulières de la

diagonale et des zéros ailleurs. Ainsi, la meilleure approximation de rang r de la matrice \mathbf{B} sera obtenue en conservant les vecteurs singuliers contenus dans \mathbf{U}_1 et \mathbf{V}_1 et les valeurs singulières de \mathbf{S}_r . Les autres valeurs seront mises à zéro. Ainsi, l'approximation de rang r de \mathbf{B} est donnée par :

$$\mathbf{B}_r = \mathbf{U}\mathbf{S}_r\mathbf{V}^\top = \sum_{k=1}^r s_k \mathbf{u}_k \mathbf{v}_k^\top \quad (\text{B.6})$$

Compléments : la classification

Dans cette Annexe, nous présentons les algorithmes de calcul des centres mobiles et de la classification hiérarchique nécessaires au Chapitre 2. En fin d'Annexe, nous présentons une méthode de calcul qui permet d'évaluer le nombre de classes nécessaires à la description des données.

C.1 La base théorique de l'algorithme des centres mobiles

L'algorithme peut être imputé principalement à Forgy (1965), bien que des travaux (MacQueen, 1967; Ball & Hall, 1967), souvent postérieurs, aient été menés parallèlement et indépendamment pour introduire des variantes ou des généralisations. Cette méthode peut être considéré comme un cas particulier de techniques connues sous le nom de nuées dynamiques étudiées par Diday (1971).

Soit un ensemble I de n individus à partitionner, caractérisés par p caractères ou variables. Nous supposons que l'espace \mathbb{R}^p supportant les n points-individus est muni d'une distance appropriée notée d (distance euclidienne, distance cosinus, ou autre).

- étape 0 : nous déterminons q centres provisoires de classes (par exemple, par tirage pseudo-aléatoire sans remise de q individus dans la population à classifier). Les q centres sont notés :

$$\{C_1^0, \dots, C_k^0, \dots, C_q^0\} \quad (\text{C.7})$$

et induisent une première partition P^0 de l'ensemble des individus I en q classes notée de la manière suivante :

$$\{I_1^0, \dots, I_k^0, \dots, I_q^0\} \quad (\text{C.8})$$

Ainsi l'individu i appartient à la classe I_k^0 s'il est plus proche de C_k^0 que de tous les autres centres.

- étape 1 : nous déterminons q nouveaux centres de classes :

$$\{C_1^1, \dots, C_k^1, \dots, C_q^1\} \quad (\text{C.9})$$

en prenant les centres de gravité des classes qui viennent d'être obtenues :

$$\{I_1^0, \dots, I_k^0, \dots, I_q^0\} \quad (\text{C.10})$$

Ces nouveaux centres induisent une nouvelle partition P^1 de I construite selon la même règle que pour P^0 . La partition P^1 est formée des classes notées :

$$\{I_1^1, \dots, I_k^1, \dots, I_q^1\} \quad (\text{C.11})$$

- étape m : nous déterminons q nouveaux centres de classes :

$$\{C_1^m, \dots, C_k^m, \dots, C_q^m\} \quad (\text{C.12})$$

en prenant les centres de gravité des classes obtenues lors de l'étape précédente :

$$\{I_1^{m-1}, \dots, I_k^{m-1}, \dots, I_q^{m-1}\} \quad (\text{C.13})$$

Ces nouveaux centres induisent une nouvelle partition P^m de l'ensemble I formée des classes :

$$\{I_1^m, \dots, I_k^m, \dots, I_q^m\} \quad (\text{C.14})$$

Le processus se stabilise nécessairement et l'algorithme s'arrête soit lorsque deux itérations successives conduisent à la même partition, soit lorsqu'un critère convenablement choisi (par exemple, la mesure de la variance intra-classes) cesse de décroître de façon sensible, soit encore parce qu'un nombre maximal d'itérations a été fixé *a priori*.

La solution obtenue n'est pas unique. En effet, si nous réitérons le même calcul, le choix des centres provisoires à l'étape 0 sera toujours différent, et par conséquent le choix aux étapes ultérieures le sera également. Au final, nous obtiendrions des résultats sensiblement différents. Cela signifie que un nombre limité de points-individus peut apparaître dans une classe différente, sans modifier les caractéristiques générales de la partition initiale. À cela s'ajoute le choix de la distance d qui peut donner également des résultats sensiblement différents.

C.2 L'algorithme de la classification hiérarchique

Les exposés les plus systématiques et les plus anciens sont ceux de Sokal & Sneath (1963), puis de Lance & Williams (1967). Pour une revue synthétique, Gordon (1987) est à utiliser.

L'algorithme fondamental de classification ascendante hiérarchique se déroule de la façon suivante :

- étape 1 : il y a n éléments à classer (n individus) ;
- étape 2 : nous construisons la matrice des distances entre les n éléments et nous cherchons les deux plus proches, que nous agrégeons en un nouvel élément. Nous obtenons une première partition à $(n - 1)$ classes ;
- étape 3 : nous construisons une nouvelle matrice des distances qui résultent de l'agrégation, en calculant les distances entre le nouvel élément et les éléments restants (les autres distances sont inchangées). Nous nous retrouvons dans les mêmes conditions qu'à l'étape 1, mais avec seulement $(n - 1)$ éléments à classer et en ayant choisi un critère d'agrégation. Nous cherchons de nouveau les deux éléments les plus proches, que nous agrégeons. Nous obtenons alors une seconde partition avec $(n - 2)$ classes et qui englobe la première.
- étape m : nous calculons les nouvelles distances, et nous réitérons le processus jusqu'à n'avoir plus qu'un seul élément regroupant tous les objets et qui constitue la dernière partition.

Les regroupements successifs peuvent être représentés par un arbre ou un dendrogramme (cf. Figure 2.4) où nous avons porté en ordonnée les valeurs des indices ou encore distances correspondant aux différents niveaux d'agrégation.

C.3 Le choix du nombre de classes

Des techniques formelles ont été suggérées afin d'éliminer la part de subjectivité (par exemple, en observant le dendrogramme de la Figure 2.4), quant au choix du nombre de classes. Parmi ces nombreuses méthodes, Milligan & Cooper (1985) ont examiné la validité de plus de 30 méthodes à partir de simulations de données et se sont aperçus que leur performance dépendait de la structure intrinsèque des données, et de l'algorithme utilisé pour la classification.

Mais l'une d'elles était plus performante ; elle avait été introduite par Calinski & Harabasz (1974). Ces derniers suggéraient de prendre pour g , le nombre de groupes, la valeur maximale de la fonction $C(g)$ définie par :

$$C(g) = \frac{\text{trace}(\mathbf{B})}{(g-1)} / \frac{\text{trace}(\mathbf{W})}{(n-g)} \quad (\text{C.15})$$

où :

$$\mathbf{B} = \sum_{m=1}^g n_m (\bar{\mathbf{x}}_m - \bar{\mathbf{x}})(\bar{\mathbf{x}}_m - \bar{\mathbf{x}})^T \quad (\text{C.16})$$

et :

$$\mathbf{W} = \sum_{m=1}^g \sum_{l=1}^{n_m} (\mathbf{x}_{ml} - \bar{\mathbf{x}}_m)(\mathbf{x}_{ml} - \bar{\mathbf{x}}_m)^T \quad (\text{C.17})$$

\mathbf{x}_{ml} est le vecteur (de dimension p) de l'observation de l'objet l , $\bar{\mathbf{x}}$ (de dimension p) la moyenne de l'ensemble pour chaque variable, $\bar{\mathbf{x}}_m$ le vecteur (de dimension p) des échantillons appartenant au groupe m et n_m est le nombre d'échantillons du groupe m . \mathbf{B} et \mathbf{W} sont respectivement la matrice de dispersion intra-classe et la matrice de dispersion extra-classe.

La matrice de dispersion total de dimension (p,p) s'écrit :

$$\mathbf{T} = \mathbf{B} + \mathbf{W} \quad (\text{C.18})$$

La transformation en ondelettes continue

D.1 Définition et propriétés de la transformation en ondelettes continue

L'approche multi-échelle en analyse fonctionnelle est apparue au début du siècle à travers les recherches de Haar, Franklin et Littlewood–Paley pour faire face aux problèmes non résolus par la transformée de Fourier : examen de la régularité et des propriétés locales d'une fonction.

L'un des aboutissements de ces efforts est la théorie des ondelettes orthonormales par Meyer à partir de 1985.

Grossmann & Morlet (1984) proposent une transformation qui permet une représentation du signal simultanément dans le temps (ou l'espace) et dans les échelles : le signal n'est plus décomposé en composantes fréquentielles (comme dans le cas de la transformation de Fourier) mais en une combinaison linéaire de fonctions élémentaires localisées en différents points de l'espace et ayant une taille différente. Ces fonctions élémentaires sont toutes construites à l'aide d'une unique fonction mère ψ , par dilatation et translation de celle-ci : $\psi_{a,b}(x) = \psi((x - b)/a)$ où a sert à dilater ($a > 1$) ou comprimer ($a < 1$) la fonction ψ , et b sert à la traduire.

Pour que le signal puisse être décomposé sous forme de combinaison linéaire $\psi_{a,b}$, il faut que la fonction mère ψ présente quelques oscillations et donc ressemble à une ondelette, les paramètres a et b décrivant respectivement la position et la taille des fonctions élémentaires $\psi_{a,b}$.

De cette manière, un signal peut être décrit par une famille dénombrable de fonctions élémentaires. Il fut rapidement proposé des fonctions mères $\psi_{a,b}$ pour lesquelles ces familles sont orthogonales et constituent donc les premières bases orthogonales d'ondelettes.

Cette décomposition est, comme nous l'avons vu, une fonction des deux variables a et b qui évalue la corrélation locale entre l'ondelette $\psi_{a,b}$ et le signal s . Elle est définie de la façon suivante (Combes *et al.*, 1989; Meyer, 1992) :

$$T_\psi[s](a,b) = \frac{1}{a} \langle \psi_{b,a} | s \rangle = \frac{1}{a} \int \overline{\psi}\left(\frac{x-b}{a}\right) s(x) dx \quad (\text{D.19})$$

où $\langle . | . \rangle$ représente le produit scalaire de deux fonctions. Le paramètre b est un paramètre de position (ou temporel) et varie dans l'espace \mathbb{R} tandis que a est un paramètre d'échelle (ou fréquentiel) et est strictement positif. Ainsi, plus l'ondelette $\psi_{b,a}$ ressemble au signal $s(x)$ localement (c'est-à-dire, sur une distance proportionnelle à a) autour du point $x = b$, plus la valeur absolue de la transformation en ondelettes continue $T_\psi[s]$ au point (b,a) sera grande.

En recombinaison linéairement chaque ondelette $\psi_{b,a}$ pondérée par le coefficient en ondelettes $T_\psi[s](b,a)$ qui lui est associé, nous obtenons la formule de reconstruction suivante :

$$s(x) = \frac{1}{C_\psi} \int \int T_\psi[s](a,b) \psi_{b,a}(x) \frac{db da}{a^2} \quad (\text{D.20})$$

où $C_\psi = \int_0^\infty |\psi(x)|^2 \frac{dx}{x}$.

Notons que cette formule de reconstruction n'est correcte que dans le cas où ψ vérifie une *condition d'admissibilité* traduisant le fait qu'elle présente suffisamment d'oscillations. Cela requiert, entre autres, que la fonction mère ψ soit de moyenne nulle, c'est-à-dire :

$$\int \psi(x) dx = 0 \quad (\text{D.21})$$

D.2 La transformation en ondelettes et l'analyse des singularités

La transformation continue en ondelettes convient particulièrement bien à l'étude de singularités.

Un comportement singulier d'un signal $s(x)$ en un point x_0 est généralement caractérisé par un exposant $h(x_0)$, appelé *exposant de Hölder* qui quantifie la singularité (Arneodo *et al.*, 1995). Cet exposant est défini comme le plus grand exposant h tel qu'il existe un polynôme P_N de degré N et une constante C vérifiant (Lemarié, 1989) :

$$|s(x) - P_N(x)| \leq C|x - x_0|^h \quad (x \rightarrow x_0) \quad (\text{D.22})$$

Notons que le polynôme $P_N(x - x_0)$ n'est autre que le développement de Taylor à l'ordre N du signal s au point x_0 , et que génériquement $N \leq h(x_0) < N + 1$. En d'autres termes, $h(x_0)$ est l'exposant qui caractérise le premier terme singulier apparaissant dans le développement de Taylor de s en x_0 :

$$s(x) = s(x_0) + (x - x_0)s^{(1)}(x_0) + \dots + \frac{(x - x_0)^N}{N!} s^{(N)}(x_0) + C|x - x_0|^{h(x_0)} \quad (\text{D.23})$$

où $s^{(k)}$ représente la dérivée d'ordre k de s . L'exposant de Hölder $h(x_0)$ quantifie donc bien la force de la singularité localisée en x_0 : plus $h(x_0)$ est grand, plus la singularité est faible. En fait, si $h(x_0)$ n'est pas entier, $N < h(x_0) < N + 1$, nous pouvons nous convaincre facilement que le signal s est N fois dérivable en x_0 , $s \in \mathbb{C}^N(x_0)$, mais n'est pas $N + 1$ fois dérivable. L'exposant $h(x_0)$ est considéré comme étant la singularité.

Par définition, la fonction analysatrice est nulle (cf. Équation **D.21**). Dans le cas d'un signal s , la transformation en ondelettes réalisée avec une ondelette d'ordre N , i.e. N fois dérivable, sera invariante par rapport les N premiers termes de la série de Taylor du signal s au point x_0 considéré. D'autre part si $h(x_0) < N$, alors le comportement dominant restant est celui donné par le terme $|x - x_0|^{h(x_0)}$ dans l'Équation **D.23**. Un calcul rapide (Lemarié, 1989) montre alors que la transformation en ondelettes de s au point $b = x_0$ se comporte en loi de puissance en fonction de l'échelle a avec l'exposant $h(x_0)$:

$$|T_\psi[s](x_0, a)| \approx a^{h(x_0)} \quad (a \rightarrow 0^+) \quad (\text{D.24})$$

Cette relation montre que l'on peut mesurer l'exposant de Hölder en x_0 en étudiant le comportement de la transformation en ondelettes en ce même point lorsque l'échelle a tend vers 0. Notons que la limite $a \rightarrow 0^+$ correspond à la limite $x \rightarrow x_0$ intervenant dans la définition de l'exposant de Hölder (cf. Équation D.22). En effet, faire tendre a vers 0 revient à considérer des ondelettes $\psi_{b,a}$ de plus en plus petites et donc des voisinages de plus en plus proches de x_0 . Remarquons, d'autre part, que dans le cas où $h(x_0) > N$, le comportement dominant de la série de Taylor devient $(x - x_0)^N$. Nous démontrons alors que la transformation en ondelettes se comporte comme (Lemarié, 1989) :

$$|T_\psi[s](x_0, a)| \approx a^N \quad (a \rightarrow 0^+) \quad (\text{D.25})$$

Dans de telles conditions, l'exposant N est mesuré à la place de l'exposant $h(x_0)$. La transformation en ondelettes se comportera en a^N autour du signal des zones où le signal s est régulier et en $a^h \gg a^N$ autour des zones singulières. Il est donc important d'effectuer la décomposition à l'aide d'ondelettes d'ordre N suffisamment faible si on veut observer de fortes singularités ($h(x_0)$ est petit). À échelle a fixée, la fonction $|T_\psi[s](\cdot, a)|$ sera donc localement maximale autour des points où le signal est singulier. Ces *maxima locaux*, organisés en courbes connexes appelés *lignes de maxima*, détectent les singularités du signal (Mallat & Hwang, 1992a; Mallat & Zhong, 1992b).

D.3 Exemple : la composante géomagnétique B_y de Chambon-la-Forêt

La Figure D.7 illustre la détection de discontinuités dans la composante géomagnétique B_y , mesurée à l'observatoire de Chambon-la-Forêt de 1883 à 1999. Sur la Figure D.7(a), figurent en noir l'évolution temporelle de la composante B_y et en bleu, le même signal après soustraction de la dérive afin de s'affranchir des effets de bord qui se produisent lors de la transformation en ondelettes. La Figure D.7(b) représente le module des coefficients de la transformée en ondelettes du signal B_y en considérant une ondelette de Daubechies d'ordre 1. La Figure D.7(c) représente les lignes de *maxima locaux* ou *arêtes* qui détectent les singularités du signal. Plusieurs singularités sont observables en 1901, 1913, 1926, 1969 et 1978. L'ensemble des soubresauts répertoriés est donc bien retrouvé. Il est à noter que si nous observons attentivement la Figure D.7(b), nous pouvons y observer davantage d'arêtes que ne le laissent supposer les lignes de maxima locaux de la Figure D.7(c) ; nous avons introduit un seuil de telle manière que seuls les plus forts coefficients de la transformée en ondelettes ressortent. Mais la présence de ces arêtes sur la Figure D.7(b) laisse supposer que d'autres discontinuités, plus faibles en amplitude, sont contenues dans les données.

Le choix de l'ondelette de Daubechies (famille d'ondelettes orthogonales à support compact qui résulte de compromis optimaux entre deux critères contradictoires : le nombre de moments nuls et la taille de leur support) d'ordre 1 (équivalente à l'ondelette de Haar) est justifié par la nécessité de devoir identifier des exposants jusqu'à 1. L'ondelette de Daubechies d'ordre 1 équivaut à l'ondelette de Haar.

Comme nous l'avons vu plus haut, l'ordre de l'ondelette à prendre en compte est d'autant plus faible que la singularité est forte. Dans notre exemple, l'exposant de Hölder pour les

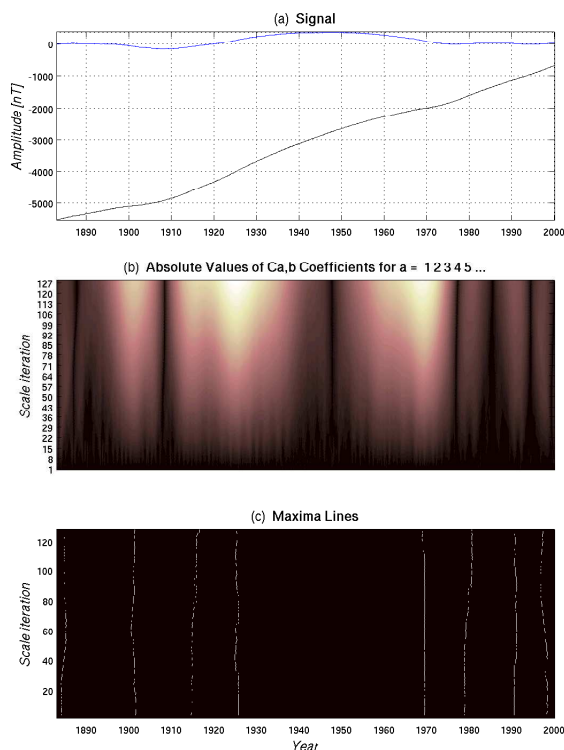


FIG. D.7: **Détection des soubresauts de 1901, 1913, 1926, 1969 et 1978 par transformation en ondelettes** en considérant une ondelette de Daubechies d'ordre 1 sur la composante B_y du magnétomètre de Chambon-la-Forêt. De haut en bas, nous faisons apparaître, la composante analysée (ainsi que la même composante à laquelle nous soustrayons la dérive), le module des coefficients de la transformée en ondelettes du signal et enfin, les lignes de maxima locaux.

soubresauts n'est pas exactement égale à 2 comme le pensaient Courtillot *et al.* (1978) mais comprise entre 1.5 et 2 avec une valeur moyenne de 1.6 (Alexandrescu *et al.*, 1995).

Le réseau InterMagnet**E.1 L'International Real-time Magnetic Observatory Network**

Le programme InterMagnet, qui est un réseau global d'observatoires magnétiques, a établi un réseau de communications entre les observatoires géomagnétiques membres du programme, en temps quasi-réel ; les données sont ainsi disponibles dans un délai de 72 heures après leur acquisition. Ce programme est caractérisé par l'adoption de normes modernes pour les magnétomètres et les appareils de mesure absolue. Le transfert des données se fait vers les centres d'information géomagnétiques régionaux (GINs) localisés à Edimbourg (UK), Golden (EU), Ottawa (CA), Kyoto (JP) et Paris (FR). Les observatoires indiqués sur la Figure **E.8** font partie du réseau et transmettent leurs données via les satellites météorologiques, les réseaux informatiques ou tout autre moyen proche du temps réel, vers les GINs. Le nombre d'observatoires intégrés au réseau est en constante augmentation : de 44 observatoires en 1992, à 76 observatoires en 1999.

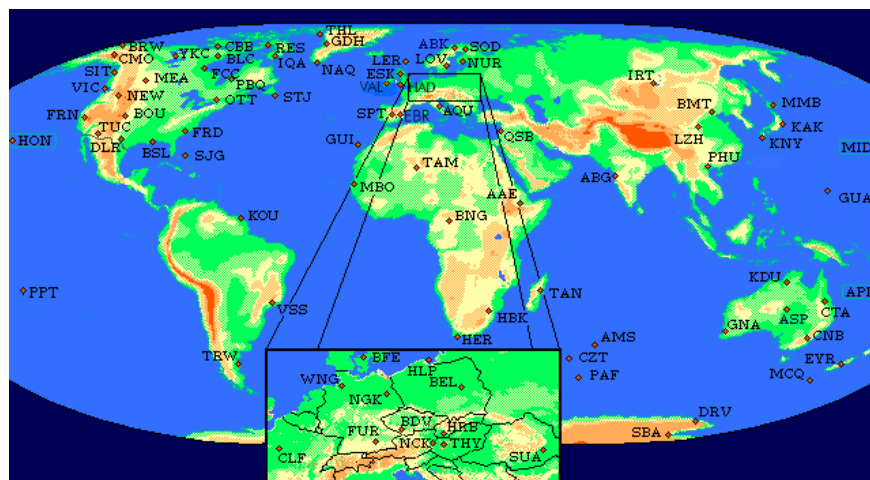


FIG. E.8: **Réseau international InterMagnet.** (source : InterMagnet)

Les observatoires membres, bien que devant continuer à diffuser leurs données sous des formats définis par InterMagnet, les mettront indépendamment à la disposition de la communauté en utilisant les outils interactifs d'Internet, tant sous forme graphique que numérique¹⁰.

¹⁰<http://www.intermagnet.org/>

E.2 Les observatoires Magnétiques

E.2.1 Présentation technique

Un observatoire InterMagnet (IMO) est un observatoire magnétique qui fournit des valeurs minutes du champ magnétique mesurées par un magnétomètre vectoriel et un magnétomètre scalaire (ce dernier est facultatif), les deux ayant une résolution de 0.1 nT. Les valeurs des composantes doivent être calculées à l'aide des valeurs de base de référence disponibles pour le variomètre. Un IMO doit essayer de répondre aux critères minima suivants:

- pour un magnétomètre vectoriel

Résolution	0.1 nT
Dynamique	6000 nT pour les zones aurorales et équatoriales 2000 nT pour les zones de moyenne latitude
Bande passante	D. C. à 0.1 Hz
Cadence d'échantillonnage	0.2 Hz (5 sec)
Stabilité thermique	0.25 nT/°C
Stabilité à long terme	5 nT/an
Précision	± 10 nT pour 95 % des données transmises ± 5 nT pour les données définitives

- pour un magnétomètre scalaire

Résolution	0.1 nT
Cadence d'échantillonnage	0.033 Hz (30 sec)
Précision	1 nT

D'autres précisions sur les conditions exigées pour qu'un observatoire soit reconnu comme un IMO sont décrites dans le Manuel de référence technique d'InterMagnet.

E.2.2 Liste des observatoires

Nous donnons ici la liste des observatoires utilisées dans les Chapitres 3 et 4 en coordonnées géographiques.

Liste des observatoires utilisés			
Code	Nom	Co-latitude	Longitude-Est
AAE	Addis Ababa	80.97	38.77
ABG	Alibag	71.38	72.87
ABK	Abisko	21.64	18.82
AMS	Martin de Viviès (Amsterdam Island)	127.80	77.57
AQU	L'Aquila	47.62	13.32
ASC	Ascension Island	97.95	345.62
ASP	Alice Springs	113.77	133.88
BDV	Budkov	40.92	14.02
BEL	Belsk	38.16	20.79
Page suivante...			

Code	Nom	Co-latitude	Longitude-Est
BFE	Brorfelde	34.37	11.67
BJN	Bjornoya	15.50	19.20
BLC	Baker Lake	25.67	263.97
BNG	Bangui	85.67	18.57
BOU	Boulder	49.86	254.76
BOX	Borok	31.97	38.97
BRW	Barrow	18.68	203.38
BSL	Stennis (Bay St. Louis)	59.65	270.36
CBB	Cambridge Bay	20.88	254.97
CDP	Chengdu	59.00	103.70
CLF	Chambon la Forêt	41.98	2.27
CMO	College	25.13	212.14
CNB	Canberra	125.32	149.36
CSY	Casey	156.28	110.53
CTA	Charters Towers	110.1	146.3
CZT	Port Alfred	136.43	51.87
DLR	Del Rio	60.50	259.08
DOU	Dourbes	39.90	4.60
DRV	Dumont d'Urville	156.67	140.01
DVS	Davis	158.58	77.97
ESK	Eskdalemuir	34.68	356.80
EYR	Eyrewell	133.40	172.40
FCC	Fort Churchill	31.21	265.91
FRD	Fredericksburg	51.80	282.63
FRN	Fresno	52.91	240.28
FUR	Furstenfeldbruck	41.83	11.28
GDH	Godhavn	20.75	306.47
GNA	Gnangara	121.80	116.00
GUA	Guam	76.41	144.87
HAD	Hartland	39.00	355.52
HBK	Hartebeesthoek	115.88	27.71
HER	Hermanus	124.43	19.23
HLP	Hel	35.39	18.82
HON	Honolulu	68.68	202.00
HRB	Hurbanovo	42.14	18.19
HRN	Hornsund	13.00	15.55
HTY	Hatizyo	56.88	139.80
IQA	Iqualuit	26.25	291.48
IRT	Irkutsk	37.83	104.45
KAK	Kakioka	53.77	140.18
KNY	Kanoya	58.58	130.88
KRC	Karachi	65.05	67.14
KSH	Kashi	50.50	76.00
LER	Lerwick	29.87	358.82
LIV	Livingston Island	152.66	299.60
Page suivante...			

Code	Nom	Co-latitude	Longitude-Est
LNP	Lunping	65.00	121.17
LOV	Lovo	30.66	17.82
LRM	Learmonth	112.22	114.10
LRV	Leirvogur	25.82	338.30
MAB	Manhay	39.70	5.68
MAW	Mawson	157.60	62.88
MBO	Mbour	75.62	343.03
MEA	Meanook	35.38	246.65
MMB	Memambetsu	46.09	144.19
MZL	Manzaoli	40.40	117.40
NCK	Nagycenk	42.37	16.72
NEW	Newport	41.73	242.88
NGK	Niemegk	37.93	12.68
NUR	Nurmijarvi	29.49	24.66
NVS	Novosibirsk	34.97	82.90
OTT	Ottawa	44.60	284.45
PAF	Port-aux-Français	139.35	70.26
PAG	Panagyurishte	47.48	24.18
PBQ	Poste-de-la-Baleine	34.72	282.26
PPT	Pamatai	107.57	210.42
PST	Port Stanley	141.70	302.11
RES	Resolute Bay	15.31	265.11
SBA	Scott Base	167.85	166.78
SIT	Sitka	32.94	224.67
SJG	San Juan	71.89	293.85
SOD	Sodankyla	22.63	26.63
SPT	San Pablo-Toledo	50.45	355.65
STJ	St John's	42.41	307.32
SUA	Surlari	44.68	26.25
TAM	Tamanrasset	67.21	5.53
TAN	Antananarivo	108.92	47.55
THJ	Tonghai	66.00	102.70
THL	Thule	12.53	290.77
THY	Tihany	46.85	17.89
TRO	Tromso	20.34	18.95
TSU	Tsumeb	109.22	17.70
TUC	Tuscon	57.82	249.27
VAL	Valentia	38.07	10.25
VIC	Victoria	41.48	236.58
WHN	Wu-Han	59.47	114.56
WNG	Wingst	36.26	9.07
YKC	Yellowknife	27.51	245.51

Fin du tableau

Le Radiohéliographe de Nançay

F.1 Le contexte national et international

L'intérêt scientifique des recherches sur l'atmosphère solaire, ses variations et leur influence sur l'environnement terrestre a suscité un effort international fondé sur de nouvelles observations du Soleil (mesures du champ magnétique par THEMIS, coronographie par SOHO...), sur l'étude des plasmas interplanétaires (sondes SOHO, ULYSSES) et celle de l'environnement terrestre (WIND, POLAR, INTERBALL, GEOTAIL).

Dans cet effort de recherche international, le Radiohéliographe de Nançay¹¹, qui est un instrument antérieur à tous les instruments cités ci-dessus, joue un rôle majeur : c'est en effet l'un des seuls instruments au monde à cartographier de façon régulière la couronne solaire à des altitudes correspondant aux régions que les particules énergétiques et les éjections de masse coronale doivent traverser sur leur chemin vers l'espace interplanétaire. Ses observations intervenant dans tous les problèmes évoqués, le Radiohéliographe de Nançay est impliqué dans de nombreuses missions solaires et interplanétaires.

F.2 Présentation technique

Le Radiohéliographe de Nançay (cf. Figure **F.9**) est un interféromètre disposé en "T". Il permet de mesurer les émissions de la couronne solaire jusqu'à dix fréquences simultanément dans la bande 150–450 MHz. En routine, il observe à cinq fréquences : 164, 236, 327, 410 et 432 MHz (ce qui correspond à une altitude solaire qui varie approximativement entre 50 000 km et 500 000 km au dessus de la photosphère), et ce, de 8:30 à 15:30 TU. De nombreuses émissions terrestres ou satellitaires contraignent ce choix, car les fréquences allouées à l'astronomie ne sont qu'au nombre de trois dans cette bande. Les différentes mises à niveau de l'instrument sont décrites en détail dans Radioheliograph Group (1989, 1993) et Mercier *et al.* (1989) et le descriptif de l'instrument détaillé est donné dans Delouis (1999); Kerdraon & Delouis (1996).

F.2.1 Le réseau d'antennes

Actuellement, le réseau en "T" enregistre un signal qui est par la suite transformé en une image 2D (576 harmoniques) sur cinq fréquences avec polarisation toutes les 0.5 secondes. Simultanément, sont enregistrées les projections Est–Ouest et Nord–Sud à une dimension (90 harmoniques) sur cinq fréquences avec polarisation toutes les 0.1 secondes. Ce mode de

¹¹<http://www.obs-nancay.fr/>

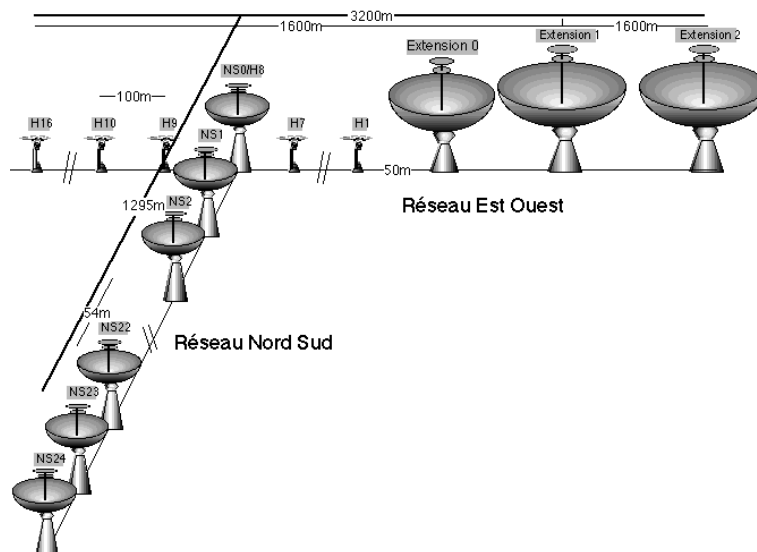


FIG. F.9: **Dispositions des antennes du Radiohéliographe de Nançay (NRH).** (source : Observatoire de Nançay)

fonctionnement permet de conserver des informations à haute résolution temporelle sur des sursauts solaires observés.

Ponctuellement, si le volume des informations enregistrées n'est pas limité, des observations 2D à $\frac{200}{N}$ images par seconde (où N est le nombre de fréquences d'observation) sont réalisables.

Interféromètre Est-Ouest

C'est la première branche du Radiohéliographe qui a été construite. Elle a été mise en service en 1980. La version Est-Ouest originale de l'instrument a été réalisée avec 16 antennes plates résonantes de 2.5 m de diamètre, qui constituaient auparavant un interféromètre à addition à 169 MHz. Ont été adjointes deux paraboles de 10 mètres de diamètre (dites extension 1 et extension 2) disposées à avoir 32 couples d'antennes régulièrement espacées avec un espacement de base de 100 mètres et un espacement maximum de 3 200 mètres. Ces caractéristiques donnent à l'instrument un champ de 1° à 164 MHz et un pouvoir séparateur d'environ une minute adapté à l'observation solaire. Les antennes d'extension ont été choisies plus grandes que les antennes d'origine pour augmenter la sensibilité de l'instrument.

Interféromètre Nord-Sud

En 1986, la branche Nord-Sud multifréquence a été mise en service. L'antenne du milieu de réseau a été remplacée par la parabole servant d'antenne de référence au réseau Nord-Sud. La branche Est-Ouest a ensuite été modifiée de façon à pouvoir observer également sur cinq fréquences dans la gamme 150–450 MHz (mise en service en 1991). Une parabole de 7 mètres de diamètre (dite extension 0) a été ajoutée entre l'extension 1 et la première antenne du réseau. Cette antenne supplémentaire est nécessaire pour réduire l'espacement de base des

	Fréq. (en MHz)	Résolution (en min d'arc)
Réseau Est – Ouest	164	2
	236	1.4
	327	1
	410	0.8
	432	0.75
Réseau Nord – Sud	164	2.5
	236	1.75
	327	1.25
	410	1
	432	1

TAB. F.2: **Résolution maximale en minutes d'arc**

antennes à 50 mètres. Cet espacement permet d'éviter les effets d'alias lors d'observations solaires à haute fréquence.

Ce réseau contient 24 paraboles de 5 m de diamètre espacées de 54.271 m sur une distance de 1248 m.

En 1998, une extension supplémentaire (dite NS24) a été construite dans l'axe du réseau Nord-Sud à une distance de (54.271×44) m. Cette antenne améliore la couverture (\mathbf{u}, \mathbf{v}) ¹². Le pouvoir séparateur et la dynamique sont fortement améliorés en synthèse d'ouverture.

F.2.2 Le récepteur

Le récepteur fonctionne en multifréquence par commutation toutes les 5 ms entre un maximum de 10 fréquences choisies selon les programmes scientifiques et l'encombrement par des émetteurs artificiels.

La tête haute fréquence et transmission du signal

Les antennes sont équipées d'une électronique qui remplit les fonctions suivantes :

- **Filtrage et amplification des signaux reçus** : cette étape nécessite des filtres de haute qualité et des amplificateurs à grande dynamique. En effet, les émetteurs très puissants (10^8 fois le flux solaire) proches de la bande utilisée, créent des sérieux problèmes d'intermodulation.
- **Modulation par des fonctions de Walsh** : la démodulation est effectuée à l'entrée des corrélateurs. Elle permet de rejeter les signaux modulés par des fonctions autres que celle utilisée à la démodulation. Un système organise la synchronisation entre modulation et démodulation.
- **Mélange du signal avec la fréquence de sortie d'un oscillateur local variable** (entre 250 et 500 MHz) : cet oscillateur est le même pour toutes les antennes de chaque réseau et sert de phase de référence.

La transmission du signal des antennes et de l'oscillateur local dans des allées enterrées diminue les variations de phase (longueur des câbles) dues à la variation de la température

¹²Les valeurs u , v et w définissent la projection de la base de l'interféromètre dans le plan du ciel, cette projection se modifie avec la rotation de la Terre

atmosphérique. La stabilité du système permet de calibrer l'instrument une seule fois par semaine.

Le récepteur

Le récepteur fonctionne sur un schéma équivalent à celui d'un superhétérodyne. En entrée il y a un signal de 113 MHz. Un oscillateur local apporte une fréquence de 102.3 MHz, ce qui, après mélange et filtrage des deux signaux, crée une fréquence moyenne de 10.7 MHz avec une bande passante de 700 kHz.

Un système d'atténuateurs numériques pilotés par un récepteur annexe, maintient le flux entrant dans le corrélateur presque constant. Ceci permet d'observer le Soleil sur toutes sa dynamique (≈ 50 dB) sans saturation.

F.2.3 Le corrélateur

L'ancien corrélateur analogique avait 55 corrélations, ce qui était insuffisant pour envisager de l'imagerie à deux dimensions rapide. La synthèse d'ouverture était alors plus délicate à utiliser, du fait d'une couverture (\mathbf{u}, \mathbf{v}) très lacunaire. Le nouveau corrélateur digital rend possible la corrélation entre toutes les antennes du réseau. Le nombre total des corrélations possibles est de 861. Du fait que ce total comprend un grand nombre de corrélations redondantes, particulièrement entre les antennes sur le même axe (Nord–Sud) ou (Est–Ouest), 576 corrélations sont utilisées et contiennent le produit du réseau Nord–Sud par l'Est–Ouest, ainsi que des redondances, particulièrement dans les bases courtes, des deux directions.

Bibliographie

- M. Alexandrescu, D. Gibert, G. Hulot, J. L. Le Moüel, & G. Saracco. Detection of geomagnetic jerks using wavelet analysis. *J. Geophys. Res.*, **100**(B7):12557–12572, 1995.
- M. Alexandrescu, D. Gibert, G. Hulot, J. L. Le Moüel, & G. Saracco. Worldwide wavelet analysis of geomagnetic jerks. *J. Geophys. Res.*, **101**(B10):21975–21994, 1996.
- L. R. Alldredge. A discussion of impulses and jerks in the geomagnetic field. *J. Geophys. Res.*, **89**:4303–4412, 1984.
- L. R. Alldredge. More on the alleged 1970 geomagnetic jerk. *Phys. Earth Planet. Int.*, **39**:255–264, 1985.
- T. Amari, D. Boscher, J. L. Bougeret, P. Lantos, C. Lathuillère, & M. Menvielle. Modèles, paramètre clés, indices en météorologie de l'espace. Document rédigé à l'occasion de l'Atelier Météorologie de l'espace, Programme National Soleil–Terre, Grenoble, 8–9 Novembre 1999.
- A. Anastasiadis. Acceleration of solar energetic particles : the case of solar flares. *J. Atmos. Sol. Terr. Phys.*, **64**(5/6):481–488, 2002.
- H. M. Antia, A. Bhatnagar, & P. Ulmschneider. *Lectures on solar physics*, volume **619** of *Lecture Notes in Physics*. Springer - Verlag, Berlin, 2003.
- A. Arneodo, F. Argoul, E. Bacry, J. Elezgaray, & J. F. Muzy. *Ondelettes, multifractales et turbulence : de l'ADN aux croissances cristallines*. Arts et Science. Diderot Editeur, Paris, 1995.
- M. J. Aschwanden. Particle acceleration and kinematics in solar flares and the solar corona. In *Proceedings of the 9th European Meeting on Solar Physics, 'Magnetic Fields and Solar Processes'*, pages 1015–1024, Florence, Italy, 12–18 September 1999. ESA, ESA Publications Division.
- M. A. Athanasiu & G. P. Pavlov. SVD analysis of the magnetospheric AE index time series and comparison with low-dimensional chaotic dynamics. *Nonlinear Processes in Geophysics*, **8**:95–125, 2001.
- N. Aubry. Dynamics and scaling of wall-bounded shear turbulence through the proper orthogonal decomposition. *AIAA*, **98**:2996, 1998.
- N. Aubry, R. Guyonnet, & R. Lima. Spatiotemporal analysis of complex signals : theory and applications. *Journal of Statistical Physics*, **64**:683–739, 1991.
- N. Aubry & R. Lima. Spatio-temporal and statistical symmetries. *Journal of Statistical Physics*, **81**(3/4):793–828, 1995.
- G. H. Ball & D. J. Hall. A clustering technique for summarizing multivariate data. *Behavioral Sciences*, **12**:153–155, 1967.
- T. S. Bastian, M. Pick, A. Kedraon, D. Maia, & A. Vourlidis. The coronal mass ejection of 1998 April 20 : direct imaging at radio wavelengths. *Astrophys. J.*, **558**:L65–L69, 2001.
- E. Bellanger. *Sur l'étude nouvelle des séries géophysiques et interprétation*. PhD thesis, Institut Physique du Globe de Paris, 2002.
- S. Bolton. One year variation in the near-Earth solar wind ion density and bulk flow velocity. *Geophys. Res. Lett.*, **17**:37–40, 1990.
- D. Boscher, J. L. Bougeret, J. Breton, P. Lantos, J. Y. Prado, & M. M. Romero. Météorologie de l'environnement spatial. Document CNES/DP/CM numéro 98-252, Octobre 1998.
- R. Bronson. *Calcul matriciel*. Série Schaum. McGraw-Hill Book, 1994.

- D. S. Broomhead & G. P. King. Extracting qualitative dynamics from experimental data. *Physica D*, **20**:217–236, 1986.
- J. A. Broun. On the variations of the daily mean horizontal force of the Earth's magnetism produced by the Sun's rotation and the Moon's synodical and tropical revolutions. *Philos. Trans. R. Soc. London*, **166**:387–404, 1876.
- B. A. Buffett. Earth's core and the geodynamo. *Science*, **288**:2007–2012, 2000.
- M. J. Buonsanto. Ionospheric storms : a review. *Space Sci. Rev.*, **88**:563–601, 1999.
- L. F. Burlaga. Magnetic clouds and force-free fields with constant alpha. *J. Geophys. Res.*, **93**:7217–7224, 1988.
- L. F. Burlaga, E. Sittler, F. Mariani, & R. Schwenn. Magnetic loop behind and interplanetary shock : Voyager, Helios and IMP8 observations. *J. Geophys. Res.*, **86**:6673–6684, 1981.
- R. K. Burton, R. L. McPherron, & C. T. Russell. An empirical relationship between interplanetary conditions and D_{st} . *J. Geophys. Res.*, **80**(31):4204–4214, 1975.
- R. B. Calinski & J. Harabasz. A dendrite method for cluster analysis. *Communications in Statistics*, **3**:1–27, 1974.
- W. H. Campbell. *Introduction to geomagnetic fields*. Cambridge University Press, 1997.
- H. V. Cane, W. C. Erickson, & N. P. Prestage. Solar flares, type III radio bursts, coronal mass ejections, and energetic particles. *J. Geophys. Res.*, **107**(A10):SSH 14 – 1/19, 2002.
- P. Cardin & F. Lemarchand. L'énigme de la dynamo terrestre. *La Recherche*, **352**:36–38, Avril 2002.
- P. J. Cargill. *Coronal mass ejections at the Sun and in interplanetary space*. Space storms and space weather hazards. Kluwer Academic Publishers, 2001.
- J. Chapman & J. Bartels. *Geomagnetism*, volume 1 & 2. Oxford University Press, 1962.
- C. Chatfield & A. J. Collins. *Introduction to multivariate analysis*. Chapman & Hall/CRC Press, 1980.
- H. D. Chau, J. Ducruix, & J. L. Le Mouél. Sur le caractère planétaire du saut de variation séculaire de 1969 - 1970. *C. R. Acad. Sci. Paris*, **293**(Série II):157–160, 1981.
- J. Chen. Physics of coronal mass ejections : a new paradigm for solar eruptions. *Space Sci. Rev.*, 2000.
- E. J. Chernosky. Double sunspot-cycle variation in terrestrial magnetic activity. *J. Geophys. Res.*, **71**(3):965–974, 1966.
- J. M. Combes, A. Grossmann, & P. Tchamitchian. *Wavelets*. Springer - Verlag, 1989.
- P. Comon. Analyse en composantes indépendantes et identification aveugle. *Traitement du Signal*, **7**(5):435–450, 1990.
- P. Comon. Independent component analysis: a new concept ? *Signal Processing*, **3**(36):287–314, 1994.
- V. Courtillot, J. Ducruix, & J. L. Le Mouél. Sur une accélération récente de la variation séculaire du champ magnétique terrestre. *C. R. Acad. Sci. Paris*, **287**(Série D):1095–1098, 1978.
- V. Courtillot & J. L. Le Mouél. On the long-period variations of the Earth's magnetic field from 2 months to 20 years. *J. Geophys. Res.*, **81**:2941–2950, 1976.
- V. Courtillot & J. L. Le Mouél. Geomagnetic secular variation impulses. *Nature*, **311**:709–716, 1984.
- V. Courtillot & J. L. Le Mouél. Time variations of the Earth's magnetic field : from daily to secular. *Annu. Rev. Earth Planet. Sci.*, **16**:389–476, 1988.
- R. G. Currie. Geomagnetic spectrum of internal origin and lower mantle conductivity. *J. Geophys. Res.*, **81**:2779–2786, 1968.
- R. G. Currie. Geomagnetic line spectra – 2 to 2 years. *Astrophys. Space Sci.*, **21**:425–438, 1973.
- I. A. Daglis, R. M. Thorne, W. Baumjohann, & S. Orsini. The terrestrial ring current : origin, formation and decay. *Reviews of Geophysics*, **34**(4):407–438, 1999.
- A. D. Danilov & J. Lastovicka. Effects of geomagnetic storms on the ionosphere and the atmosphere. *International Journal of Geomagnetism and Aeronomy*, **2**(3):209–224, 2001.
- L. De Lathauwer. *Signal processing based on multilinear algebra*. PhD thesis, Katholieke Universiteit Leuven, Leuven, september 1997.

- L. De Lathauwer, B. De Moor, & J. Vandewalle. Fetal electrocardiogram extraction by source subspace separation. In *Proceedings IEEE / Athos Workshop on Higher-Order statistics*, pages 134–138, Girona, Spain, 12 - 14 June 1995.
- J. M. Delouis. *Interférométrie radio appliquée à la mesure des structures transitoires de la couronne solaire*. PhD thesis, Université de Paris VII, Janvier 1999.
- E. F. Deprettere. *SVD and signal processing : algorithms, analysis and applications*. Elsevier Science Publishing, Amsterdam : North-Holland, 1988.
- E. Diday. La méthode des nuées dynamiques. *Revue Stat. Appl.*, **19**(2):19–34, 1971.
- J. Dubois & M. Diamant. *Géophysique*. Masson, Paris, 1997.
- T. Dudok de Wit, M. Erba, M. Mattioli, & J. L. Ségui. Self-consistent removal of sawtooth oscillations from transient plasma data by Generalized Singular Value Decomposition. *Phys. Plasmas*, **5**: 1360–1370, 1998.
- G. A. Dulk. *Type III solar radio bursts at long wavelengths*, volume **119** of *Geophysical Monograph*. AGU, Washington DC, 2000.
- J. W. Dungey. Interplanetary magnetic field and the auroral zones. *Phys. Rev. Lett.*, **6**:47, 1961.
- C. Eckart & G. Young. The approximation of one matrix by another of lower rank. *Psychometrika*, **1**:211–218, 1936.
- M. B. Eisen, P. T. Spellman, P. O. Brown, & D. Botstein. Cluster analysis and display of genome-wide expression patterns. *Proc. Natl. Acad. Sci.*, **95**:14863–14968, 1998.
- W. Ellis. On the relation between magnetic disturbance and the period of solar spot frequency. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, **60**:142, 1900.
- J. B. Elsner & A. A. Tsonis. *Singular spectrum analysis, a new tool in time series analysis*. Plenum Press, New York, 1996.
- W. J. Emery & R. E. Thomson. *Data analysis methods in physical oceanography*. Elsevier Science Publishing, 1997.
- B. Escofier & J. Pagès. *Analyses factorielles simples et multiples : objectifs, méthodes et interprétation*. Dunod, Paris, 1998.
- B. S. Everitt, S. Landau, & M. Leese. *Cluster analysis*. Edward Arnold, 2001.
- J. M. Forbes. The equatorial electrojet. *Reviews of Geophysics*, **19**:469–504, 1981.
- E. W. Forgy. Cluster analysis of multivariate data : efficiency versus interpretability of classifications. *Biometrics*, **21**(3):768, 1965.
- T. J. Fuller-Rowell & M. V. Codrescu. Response of the thermosphere and ionosphere to geomagnetic storms. *J. Geophys. Res.*, **99**(A3):3893–3914, 1994.
- J. Gavoret, J. Gibert, M. Menvielle, & J. L. Le Mouél. Long-term variations of the external and internal components of the Earth's magnetic field. *J. Geophys. Res.*, **91**(B5):4787–4796, 1986.
- J. J. Gerbrands. On the relationships between SVD, KLT and PCA. *Pattern Recognition*, **14**(1/6): 375–381, 1981.
- T. Gold. Motions in the magnetosphere of the Earth. *J. Geophys. Res.*, **64**:1219–1224, 1959.
- V. P. Golovkov, T. I. Zvereva, & A. O. Simonyan. Common features and differences between jerks of 1947, 1958 and 1969. *Geophys. Astrophys. Fluid Dyn.*, **49**:81–96, 1989.
- G. H. Golub & C. F. Van Loan. *Matrix computations*. The John Hopkins University Press, Baltimore, MD, 1989.
- W. D. Gonzalez, J. A. Joselyn, Y. Kamide, H. W. Kroehl, G. Rostoker, B. T. Tsurutani, & V. M. Vasyliunas. What is a geomagnetic storm ? *J. Geophys. Res.*, **99**(A4):5771–5792, 1994.
- W. D. Gonzalez, B. T. Tsurutani, & A. L. Clua de Gonzalez. Interplanetary origin of geomagnetic storms. *Space Sci. Rev.*, **88**:529–562, 1999.
- I. J. Good. Some applications of the Singular Value Decomposition of a matrix. *Technometrics*, **11**: 823–831, 1969.
- N. Gopalswamy. *Radio astronomy at long wavelengths*, volume **119** of *Geophysical Monograph*, chapter Type II solar radio bursts, pages 123–135. AGU, Washington DC, 2000b.

- N. Gopalswamy. Introduction to special section : global picture of solar eruptive events. *J. Geophys. Res.*, **106**(A11):25135–25139, 2001.
- N. Gopalswamy & B. J. Thompson. Early life of coronal mass ejections. *J. Atmos. Sol. Terr. Phys.*, **62**:1457–1469, 2000a.
- A. D. Gordon. A review of hierarchial classification. *J. R. Statist. Soc.*, **150**:119–137, 1987.
- J. T. Gosling. The solar flare myth. *J. Geophys. Res.*, **98**(A11):18937–18949, 1993a.
- J. T. Gosling. Coronal mass ejections : the link between solar and geomagnetic activity. *Physics of Fluids B*, **5**(7):2638–2645, 1993b.
- J. T. Gosling, J. R. Asbridge, S. J. Bame, & W. C. Feldman. Solar wind speed variations : 1962–1974. *J. Geophys. Res.*, **81**:5061, 1976.
- J. T. Gosling, S. J. Bame, D. J. McComas, & J. L. Phillips. Coronal mass ejections and large geomagnetic storms. *Geophys. Res. Lett.*, **17**(7):901–904, 1990.
- J. T. Gosling, D. J. McComas, J. L. Phillips, & S. J. Bame. Geomagnetic activity associated with Earth passage of interplanetary shock disturbances and coronal mass ejections. *J. Geophys. Res.*, **96**(A5):7831–7839, 1991.
- A. Grossmann & J. Morlet. Lectures on recent results. *SIAM J. Math. Anal.*, **15**:723, 1984.
- A. Hanslmeier. *The Sun and space weather*, volume **277** of *Astrophysics and space science library*. Kluwer Academic Publishers, 2002.
- R. A. Harrison. Solar coronal mass ejections and flares. *Astron. Astrophys.*, **162**:283–291, 1986.
- T. S. Huang & P. M. Harendra. Image restoration by Singular Value Decomposition. *Appl. Opt.*, **14**(9):2213–2216, 1975.
- A. J. Hundhausen. Sizes and locations of coronal mass ejections : SMM observations from 1980 and 1984–1989. *J. Geophys. Res.*, **98**(13):13177, 1993.
- A. J. Hundhausen. *Cosmic winds in the heliosphere*, chapter Coronal mass ejections, page 259. Univ. Arizona Press, Jokipii J. R. *et al.* edition, 1997.
- A. Hyvärinen, J. Karhunen, & E. Oja. *Independent component analysis*. Wiley - InterScience, 2001.
- J. E. Jackson. *A user's guide to principal components*. Probability and mathematical statistics. Wiley - InterScience, 1991.
- K. Jajuga, A. Sokoowski, & H. H. Bock. *Classification, clustering and data analysis*. Springer - Verlag, 2002.
- R. Jeanloz & B. Romanowicz. Le noyau de la terre, et pourtant il tourne. *La Recherche*, **308**:58–62, Avril 1998.
- I. T. Jolliffe. *Principal component analysis*. Statistics. Springer - Verlag, 2002.
- M. B. Kallenrode. *Space physics : an introduction to plasmas and particles in the heliosphere and magnetospheres*. Springer - Verlag, Berlin, 2001.
- A. Kerdraon & J. M. Delouis. The Nançay Radioheliograph. In *Coronal physics from radio and space observations*, pages 192–201, Berlin, 1996. Springer - Verlag.
- M. G. Kivelson & C. T. Russell. *Introduction to Space Physics*. Cambridge University Press, 1995.
- K. L. Klein. *Energy conversion and particle acceleration in the solar corona*. Springer - Verlag, Berlin, 2003.
- K. L. Klein & G. Trottet. The origin of solar energetic particle events : coronal acceleration versus shock wave acceleration. *Space Sci. Rev.*, **95**(12):215–225, 2001.
- K. L. Klein, G. Trottet, P. Lantos, & J. P. Delaboudinière. Coronal electron acceleration and relativistic proton production during the 14 july 2000 flare and CME. *Astron. Astrophys.*, **373**:1073–1082, 2001a.
- K. L. Klein, G. Trottet, P. Lantos, & J. P. Delaboudinière. Erratum : Coronal electron acceleration and relativistic proton production during the 14 july 2000 flare and CME. *Astron. Astrophys.*, **377**:687, 2001b.
- L. W. Klein & L. F. Burlaga. Interplanetary magnetic cloud at 1 AU. *J. Geophys. Res.*, **91**:10210, 1986.

- J. A. Klimchuk. Theory of coronal mass ejections. In *AGU Chapman conference on space weather*, 2000.
- A. G. Kosovichev & V. V. Zharkova. Observations of magnetic energy release in solar flares. *AAS-Solar Physics Division*, **32**:259, 2000.
- M. R. Kundu. *Recent advances in solar radio astronomy*. Review of Radio Science 1993–1996. Oxford Science, 1996.
- J. L. Lacoume, P. O. Amblard, & P. Comon. *Statistiques d'ordre supérieur pour le traitement du signal*. Masson, 1997.
- G. N. Lance & W. T. Williams. A general theory of classification sorting strategies. *Computer J.*, **9**: 373–380, 1967.
- K. R. Lang. *Le Soleil et ses relations avec la Terre*. Springer - Verlag, Paris, 1997.
- K. R. Lang. *The Sun from space*. Astronomy and Astrophysics Library. Springer - Verlag, 2000.
- K. R. Lang. *The Cambridge Encyclopedia of the Sun*. Cambridge University Press, 2002.
- P. Lantos. *Le Soleil en face : le soleil et les relations Soleil-Terre*. Masson, Paris, 1997.
- P. Lantos & C. E. Alissandrakis. Analysis of coronal emissions observed at meter wavelengths. *Astron. Astrophys.*, **351**:373–381, 1999.
- N. Le Bihan. *Traitement algébrique des systèmes vectoriels : application en séparation d'ondes sismiques*. PhD thesis, Institut National Polytechnique de Grenoble, Grenoble, Octobre 2001.
- J.-L. Le Mouél, J. Ducruix, & H. D. Chau. The worldwide character of 1969–1970 impulse of the secular acceleration rate. *Phys. Earth Planet. Int.*, **39**:337–350, 1982.
- L. Lebart, A. Morineau, & M. Piron. *Statistique exploratoire multidimensionnelle*. Dunod, 2000.
- Y. Leblanc, G. A. Dulk, I. H. Cairns, & J. L. Bougeret. Type II flare continuum in the corona and solar wind. *J. Geophys. Res.*, 105(A8):18215–18223, 2000.
- P. G. Lemarié. *Les ondelettes en 1989*. Springer - Verlag, 1989.
- J. Lilensten & P. L. Blelly. *Du Soleil à la Terre : aéronomie et météorologie de l'espace*. Collection Grenoble Sciences. Presses Universitaires de Grenoble, Grenoble, 1999.
- J. Lilensten & J. Bornarel. *Sous les feux du Soleil : vers une météorologie de l'espace*. Collection Grenoble Sciences. Presses Universitaires de Grenoble, Grenoble, 2000.
- J. R. Lister & B. A. Buffett. The strength and efficiency of thermal and compositional convection in the geodynamo. *Phys. Earth Planet. Int.*, 91:17–30, 1995.
- S. A. Macmillan. A geomagnetic jerk for the early 1990's. *Earth and Planetary Science Letters*, **137**: 189–192, 1996.
- J. B. MacQueen. Some methods for classification and analysis of multivariate observations. In *Proc. Symp. Math. Stat. and Probability (5th)*, pages 281–297, Berkeley, 1967. Univ. of California.
- A. Madon & T. Klinger. Spatiotemporal bifurcations in plasma drift waves. *Physica D*, **91**:301–316, 1996.
- D. Maia, M. Pick, A. Kerdraon, Howard R., Brueckner G. E., D. J. Michels, Paswaters S., Scween R., Lamy P., Llebaria A., G. Simment, & H. Aurass. Joint Nançay Radioheliograph and LASCO observations of coronal mass ejections : I. The 1 July 1996 event. *Solar Phys.*, **181**:121–132, 1998.
- D. Maia, M. Pick, A. Vourladis, & R. A. Howard. Development of coronal mass ejections : radio shock signatures. *Astrophys. J.*, **528**:L49–L51, 2000.
- S. R. C. Malin & B. M. Hodder. Was the 1970 geomagnetic jerk of internal or external origin ? *Nature*, **296**:726–728, 1982.
- S. Mallat & W. L. Hwang. Singularity detection and processing wavelets. *IEEE Trans. Information Theory*, **38**:617–643, 1992a.
- S. Mallat & S. Zhong. Characterization of signals from multiscale edges. *IEEE Trans. Pattern Analysis and Machine Intelligence*, **14**:710–732, 1992b.
- M. Manda, E. Bellanger, & J.-L. Le Mouél. A geomagnetic jerk for the end of the 20th century? *Earth and Planetary Science Letters*, **183**:369–373, 2000.
- K. V. Mardia, J. T. Kent, & J. M. Bibby. *Multivariate analysis*. Academic Press, London, 1979.

- E. W. Maunder. Magnetic disturbances, 1882 to 1903, as recorded at the Royal Observatory, Greenwich, and their association with sunspots. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, **65**:2, 1905.
- M. G. McLeod. On the geomagnetic jerk of 1969. *J. Geophys. Res.*, **90**:4597–4610, 1985.
- M. G. McLeod. *Geomagnetic and paleomagnetism*, chapter Geomagnetic secular variation, pages 19–30. Kluwer Academic Publishers, Norwell, Mass., Lowes, F. J. *et al.* edition, 1989.
- C. Mercier, K. L. Klein, & G. Trotter. The Nançay multifrequency radioheliograph : new observations. *Adv. Space Res.*, **8**(11):193–197, 1989.
- R. T. Merrill, M. W. McElhinny, & P. L. McFadden. *The magnetic field of the Earth : paleomagnetism, the core and the deep mantle*, volume **63** of *International Geophysics Series*. Academic Press, 1998.
- Y. Meyer. *Wavelets and applications*. Springer - Verlag, 1992.
- G. W. Milligan & M. C. Cooper. An examination of procedures for determining the numbers of clusters in a data set. *Psychometrika*, **50**:159–179, 1985.
- O. Nelles. *Nonlinear system identification*. Springer - Verlag, 2000.
- S. Niedner, H.-G. Schuster, T. Klinger, & G. Bonhomme. Symmetry breaking occurrence of coherent structures. *Physica D*, **33**:52–59, 1998.
- S. Ohtani, R. Fujii, M. Hesse, & R. L. Lysak. *Magnetospheric current systems*, volume **118** of *Geophysical Monograph*. AGU, Washington DC, 2000.
- C. C. Paige. Computing the Generalized Singular Value Decomposition. *SIAM J. Sci. Stat. Comput.*, **7**(4):1126–1146, 1986.
- C. C. Paige & M. A. Saunders. Towards a Generalized Singular Value Decomposition. *SIAM J. Sci. Stat. Comput.*, **18**(3):398–405, 1981.
- E. N. Parker. Dynamics of the interplanetary gas and magnetic fields. *Astrophys. J.*, **128**:664–676, 1958.
- E. N. Parker. Extension of the solar corona into interplanetary space. *J. Geophys. Res.*, **64**:1675, 1959.
- M. Pick. Radio and coronagraph observations : shocks, coronal mass ejections and particle acceleration. In T.S. Bastian, N. Gopalswamy, & K. Shibasaki, editors, *Proceedings of the Nobeyama Symposium*, pages 187–198, Japan, Oct. 27-30, 1998 1999a. NRO.
- M. Pick, P. Démoulin, D. Maia, & S. Plunkett. Coronal mass ejections. In *Proceedings of the 9th European Meeting on Solar Physics, 'Magnetic Fields and Solar Processes'*, volume 2, pages 915–926, Florence, Italy, 12 - 18 september 1999c. ESA, ESA Publications Division.
- M. Pick, D. Maia, A. Kerdraon, Howard R., Brueckner G. E., D. J. Michels, S. Paswaters, R. Scween, P. Lamy, A. Llebaria, G. Simnett, L. J. Lanzerotti, & H. Aurass. Joint Nançay Radioheliograph and LASCO observations of coronal mass ejections : I. The 9 July 1996 event. *Solar Phys.*, **181**: 455–468, 1998.
- M. Pick, D. Maia, A. Vourladis, A. O. Benz, & B. J. Thompson. Large-scale structure and coronal dynamics from joint radio, Soho/EIT and coronagraph observations. *Solar Wind*, **9**, 1999b.
- S. Pohjolainen, J. I. Khan, D. Maia, W. Otruba., D. Maia, M. Pick, & N. Vilmer. Signatures of large-scale changes associated with the May 2, 1998 halo-CME. *AAS-Solar Physics Division*, **32**: 1404, 2000b.
- S. Pohjolainen, J. I. Khan, & N. Vilmer. A multi-wavelength study of coronal evolution preceding a CME. In *Proceedings of the 9th European Meeting on Solar Physics, 'Magnetic Fields and Solar Processes'*, pages 991–996, Florence, Italy, 12 - 18 September 1999. ESA, ESA Publications Division.
- S. Pohjolainen, D. Maia, M. Pick, N. Vilmer, J. I. Khan, W. Otruba, A. Warmuth, A. O. Benz, C. Alissandrakis, & B. J. Thompson. On-the-disk development of the halo coronal mass ejection on May 2, 1998. *Astrophys. J.*, 2000a.
- R. W. Preisendorfer. *Principal component analysis in meteorology and oceanography*. Elsevier Science Publishing, New York, 1988.
- A. Pulkkinen, O. Amm, A. Viljanen, & BEAR working group. Separation of the geomagnetic field on the ground into external and internal parts using the spherical elementary system method. *Earth Planets Space*, **55**:117–129, 2003.

- C. T. Russell & R. L. McPherron. Semiannual variation of geomagnetic activity. *J. Geophys. Res.*, **78**(1):92–108, 1973.
- G. Saporta. *Probabilités, analyse de données et statistique*. Technip, 1990.
- L. L. Scharf. *Statistical signal processing, detection, estimation and time series analysis*. Electrical and computer engineering : digital signal processing. Addison Wesley, 1991.
- R. W. Schunk & A. F. Nagy. *Ionospheres : physics, plasma physics and chemistry*. Cambridge University Press, 2002.
- C. Servière, J. L. Lacoume, & C. Jutten. De l'ordre 2 ... aux ordres supérieurs en traitement du signal. Ecole des techniques avancées en signal image parole, ENSIEG-INPG, Grenoble, France, 1996.
- J. H. A. Sobral, M. A. Abdu, W. D. Gonzalez, C. S. Yamashita, A. L. Clua de Gonzalez, C. J. Batista, & C. J. Zamluti. Responses to the low-latitude ionosphere to very intense geomagnetic storms. *J. Atmos. Sol. Terr. Phys.*, **63**(9):965–974, 2001.
- R. R. Sokal & P. H. A. Sneath. *Principles of numerical taxonomy*. Freeman and co., San Francisco, 1963.
- A. Souriau. Le noyau de la Terre tourne-t-il vraiment ? *La Recherche*, **315**:38–40, Décembre 1998.
- O. C. St. Cyr, J. T. Burkepile, A. J. Hundhausen, & A. R. Lecinski. A comparison of ground-based and spacecraft observations of coronal mass ejections from 1980-1989. *J. Geophys. Res.*, **104**:12493–12506, 1999.
- O. C. St. Cyr, R. A. Howard, N. R. Sheeley Jr., S. P. Plunkett, D. J. Michels, S. E. Paswaters, M. J. Koomen, G. M. Simnett, B. J. Thompson, J. B. Gurman, R. Schwenn, D. F. Webb, E. Hildner, & P. L. Lamy. Properties of coronal mass ejections : SOHO/LASCO observations from January 1996 to June 1998. *J. Geophys. Res.*, **105**(A8):18169–18185, 2000.
- J. L. Starck, F. D. Murtagh, & A. Bijaoui. *Image processing and data analysis*. Cambridge University Press, 1998.
- D. P. Stern. The art of mapping the magnetosphere. *J. Geophys. Res.*, **99**(A9):17169–17198, 1994.
- W. Sun, W. Y. Xu, & S. I. Akasofu. Mathematical separation of directly driven and unloading components in the ionospheric equivalent currents during substorms. *J. Geophys. Res.*, **103**(A6):11695–11700, 1998.
- The Radioheliograph Group. The Mark IV Nançay Radioheliograph. *Solar Phys.*, **120**:193–204, 1989.
- The Radioheliograph Group. The Nançay multifrequency radioheliograph : new developments and data acquisition for the solar physics community. *Adv. Space Res.*, **13**(9):411–414, 1993.
- G. Trottet, editor. *Coronal physics from radio and space observations*, Lecture notes in physics, Berlin, 1997. Springer - Verlag.
- B. T. Tsurutani, W. D. Gonzalez, Y. Kamide, & J. K. Arballo. *Magnetic Storms*, volume **98** of *Geophysical Monograph*. AGU, Washington DC, 1997.
- J. A. Valdivia, D. Vassiliadis, A. Klimas, & A. S. Sharma. Modelling the spatial structure of the high latitude magnetic perturbations and the related current systems. *Phys. Plasmas*, **6**(11):4185–4194, 1999.
- J. P. Valet & V. Courtillot. Les inversions du champ magnétique terrestre. *La Recherche*, **246**:1002–1013, 1992.
- D. Vassiliadis, A. J. Klimas, B. H. Ahn, R. J. Park, A. Viljanen, & K. Yumoto. High-latitude electrodynamics from a multi-array nonlinear geomagnetic model. *Adv. Space Res.*, 2002.
- V. M. Vasyliunas, J. R. Kan, & G. L. Siscoe. Scaling relations governing magnetospheric energy transfer. *Planet. Space Sci.*, **30**(4):359–365, 1982.
- S. Vennerstroem. Interplanetary sources of magnetic storms : a statistical study. *J. Geophys. Res.*, **106**(A12):29175–29184, 2001.
- S. Vennerstroem & E. Friis-Christensen. Long-term and solar-cycle variation of the ring current. *J. Geophys. Res.*, **101**:24727, 1996.
- N. Vilmer. Solar activity : flares ; CMEs ; SEPs ; solar wind. *ESA WPP-155*, 1999.

- M. Vogelius & E. Beretta. An inverse problem originating from magnetohydrodynamics. *Arch. Rational Mech. Anal.*, **115**:137–152, 1991.
- A. Vourlidas, D. Maia, M. Pick, & R. A. Howard. LASCO/Nançay observations of the CME on 20 april 1998 : white-light sources of type-ii radio emission. In *Proceedings of the 9th European Meeting on Solar Physics, 'Magnetic Fields and Solar Processes'*, pages 1003–1007, Florence, Italy, 12 - 18 september 1999. ESA, ESA Publications Division.
- A. Warmuth, A. Hanslmeier, M. Messerotti, A. Cacciani, P. F. Moretti, & W. Otruba. NOAA AR 8210 : evolution and flares from multiband diagnostics. *Solar Phys.*, **194**:103–120, 2000.
- D. F. Webb. Understanding CMEs and their source regions. *J. Atmos. Sol. Terr. Phys.*, **62**:1415–1426, 2000a.
- D. F. Webb, E. W. Cliver, N. U. Crooker, O. C. St. Cyr, & B. J. Thompson. Relationship of halo coronal ejections, magnetic clouds and magnetic storms. *J. Geophys. Res.*, **105**(A4):7491–7508, 2000b.
- D. F. Webb & R. A. Howard. Solar cycle variation of coronal mass ejections and the solar wind mass flux. *J. Geophys. Res.*, **99**:4201, 1994.
- Y. Yamada. 2-day, 3-day, and 5–6-day oscillations of the geomagnetic field detected by principal component analysis. *Earth Planets Space*, **54**:379–392, 2002.
- H. Zhang. Magnetic field, helicity and the 2000 July 14 flare in solar active region 9077. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, **332**:500–512, 2002.
- B. Zieger & K. Mursula. Annual variation in near-Earth solar wind speed : evidence for persistent north-south asymmetry related to solar magnetic polarity. *Geophys. Res. Lett.*, **25**:841, 1998.

Résumé

L'étude des relations Soleil–Terre requiert fréquemment l'analyse de données multivariées, qui dépendent de plusieurs variables (le temps, l'espace, ...). Pour caractériser les processus physiques, nous proposons d'utiliser des méthodes statistiques multivariées (la SVD, l'ICA, ...). De telles méthodes permettent de projeter les données sur un nombre restreint de modes qui en captent les traits de comportement saillants et auxquels il faudra ensuite donner une interprétation physique. Nous les appliquons à deux exemples ; (1) le champ géomagnétique, mesuré en différents endroits du globe, et (2) les processus d'accélération de la couronne solaire observés par le radiohéliographe de Nançay. À partir de modes purement statistiques, nous montrons qu'il est possible de mettre en évidence des processus physiquement connus et de mieux isoler des perturbations très faibles telles que les soubresauts géomagnétiques.

Spatio-temporal analysis of the geomagnetic field and solar acceleration processes observed in radio emission

Abstract

The study of the Sun–Earth connections often requires the analysis of multivariate data sets that depend on several variables (time, space, ...). We propose to make use of multivariate statistical methods (SVD, ICA, ...) to characterize physical processes. Such methods allow to project the data on a limited number of modes, which capture their salient features. These modes subsequently have to be interpreted in terms of the physics. We consider two examples : (1) the geomagnetic field, as measured at different locations on the Earth, and (2) acceleration processes in the solar corona, as observed by the Nançay radioheliograph. From statistical modes, we show that it is possible to isolate and characterize known physical processes. In particular, weak but coherent disturbances such as geomagnetic jerks can be better identified that way.

Discipline – Spécialité doctorale : physique des plasmas

Mots clés : relations Soleil–Terre, analyse statistique multivariée, courants géophysiques, soubresauts de la variation séculaire, processus d'accélération, émission radio

Key words : Sun–Earth connexions, multivariate statistical analysis, geophysical currents, jerks of the secular variation, acceleration processes, radio emission

Intitulé et adresse du laboratoire

Laboratoire de Physique et Chimie de l'Environnement (LPCE) / CNRS
3A, avenue de la Recherche Scientifique
45 071 Orléans cedex 02
France